

Curso 2011/12
CIENCIAS Y TECNOLOGÍAS/17
I.S.B.N.: 978-84-15910-12-1

PATRICIA INGRID MESCHIN

**La Gran Nube de Magallanes:
historia de la formación estelar,
estructura y evolución**

Directores
CARME GALLART GALLART
ANTONIO APARICIO JUAN



SOPORTES AUDIOVISUALES E INFORMÁTICOS
Serie Tesis Doctorales

Resumen

El proceso de formación y evolución de las galaxias está determinado por dos conjuntos de mecanismos paralelos: (i) el ensamblado de la masa y sus interacciones con otros sistemas, que determinan su tipo morfológico y su evolución dinámica, que a su vez, induce formación estelar, y (ii) la formación, evolución y muerte estelar, que hace evolucionar las poblaciones estelares y el contenido de gas y metales de la galaxia. En las galaxias más cercanas, y especialmente en aquellas que se pueden resolver en sus estrellas individuales ambos mecanismos se pueden estudiar con precisión, ya que se puede usar la fotometría de sus estrellas individuales, junto con la teoría de evolución estelar, para delinear en detalle su evolución a través del estudio de las poblaciones estelares, desde su formación hasta el momento actual.

El presente trabajo de Tesis es principalmente de análisis e interpretación de datos. Estudiamos a la Gran Nube de Magallanes (LMC) con el objetivo central de determinar su Historia de Formación Estelar (HFE) y los gradientes de población con gran fiabilidad y precisión a partir de Diagramas Color-Magnitud (DCM) extendidos hasta los puntos de giro más viejos de la secuencia principal, así como la relación entre la historia evolutiva y las interacciones con la Pequeña Nube de Magallanes (SMC) y la propia Vía Láctea (VL).

Las imágenes analizadas en este trabajo se obtuvieron con la cámara Mosaic II del telescopio Blanco (4m) en Chile. Son imágenes de gran campo ($36' \times 36'$), que, traducido a la distancia a la que se encuentra la LMC, significa un área de $\sim 0.5 \times 0.5$ kpc. Se tratan de 3 campos situados en la dirección Norte, a 4.0° , 5.5° y 7.1° (3.5, 4.8 y 6.2 kpc) del centro dinámico de la LMC –definido como el centro cinemático del Hidrógeno neutro–. A partir de estas imágenes se obtuvieron DCM profundos (hasta 3 magnitudes por debajo de los puntos de giro más viejos), que nos muestran a las estrellas nacidas durante toda la vida de la galaxia, proporcionando una especie de “registro fósil” a partir del cual estudiamos cual ha sido el proceso de formación y evolución de la LMC, a través de la reconstrucción de su HFE.

El procedimiento seguido para obtener la HFE fue comparar la distribución de las estrellas de cada DCM observado con un DCM modelo hasta encontrar la combinación de poblaciones estelares que mejor represente las características de cada DCM observado. Para ello se emplearon varios códigos desarrollados por el Grupo de Poblaciones Estelares del Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC), (i) IAC-star para construir el DCM teórico al que luego se le simulan los efectos observacionales encontrados en cada campo, obteniendo el DCM modelo y (ii) IAC-pop encargado de realizar la comparación entre los DCM observado y modelo. Esta comparación se realiza a través de conteos de estrellas en diferentes regiones de ambos DCM.

Un primer análisis cualitativo sobre la distribución en edad de la población estelar en los diferentes campos de la LMC, señaló que la población vieja está presente en todos los campos y que tiene aproximadamente la misma edad en todos ellos, mientras que la edad de las poblaciones estelares más jóvenes aumenta gradualmente con la distancia galactocéntrica,

encontrándose formación estelar reciente en el campo más interno.

La HFE obtenida muestra el mismo patrón de formación estelar en los 3 campos. Encontramos 2 épocas de formación estelar separadas por un período de ~ 1.5 Ga de actividad reducida. La época inicial comenzó hace 13 Ga, duró entre 6 y 7 Ga y presenta un gradiente con la distancia galactocéntrica en el sentido que la cantidad de estrellas formadas por año disminuye al alejarnos del centro de la LMC. La otra época de formación estelar, la más reciente, comenzó hace \sim entre 5 y 6 Ga atrás, presenta el mismo gradiente que la época inicial y parece indicar 2 sub-brotes para el caso del campo interno, donde aún la formación estelar es muy evidente.

La intensidad relativa entre ambas pocas de formación estelar cambia con el radio galactocéntrico, siendo más importante la época de formación estelar más reciente (frente a la más vieja) hacia el centro de la galaxia.

Además de deducir la Tasa de Formación Estelar (TFE) hemos obtenido la ley de enriquecimiento químico de cada campo. La metalicidad crece a medida que la galaxia evoluciona, comenzando con una abundancia media $[Fe/H] \sim -1.1$ (hasta alcanzar el valor actual en cada campo (entre -0.65 y -0.4 dex). Existe un buen acuerdo entre la relación edad-metalicidad que hemos obtenido y la derivada usando espectroscopía (tripleto de calcio) de estrellas de la rama gigante roja, esto muestra la consistencia externa del código (IAC-pop) que hemos utilizado para derivar la HFE.

La formación estelar en los 3 campos analizados fue continua –aunque presenta un mínimo localizado entre ambos brotes– y no hemos observado el *age-gap* (entre ~ 4 y 10 Ga atrás) característico de los cúmulos estelares de esta galaxia.

Encontramos un gradiente en edad en el sentido que a grandes distancias galactocéntricas, en promedio, la población estelar es más vieja. También observamos que existe un incremento gradual, con el radio, en la edad de las estrellas más jóvenes y que este gradiente en edad de la población joven se correlaciona con la densidad de columna del HI.

Por otra parte no encontramos una clara correlación entre los incrementos en la TFE y los pasajes pericéntricos con la VL y la SMC.

Índice

1. Introducción	1
1.1. La Gran Nube de Magallanes	3
1.1.1. Estructura y poblaciones estelares	5
1.1.2. Sistema de cúmulos	9
1.1.3. Medio interestelar	10
1.2. Poblaciones estelares	11
1.3. Diagramas color magnitud	12
1.3.1. Secuencia principal	14
1.3.2. Subgigantes	15
1.3.3. Rama de gigantes rojas	15
1.3.4. Rama horizontal	15
1.3.5. Red clump	16
1.3.6. Blue-loop	16
1.3.7. Rama asintótica de las gigantes	16
1.4. Objetivo y plan de la Tesis	17
2. Determinación de la historia de formación estelar	21
2.1. IAC-star	22
2.2. Efectos observacionales	24
2.3. IAC-pop	26
3. Datos	31
3.1. Observaciones y reducción	31
3.2. Fotometría	33
3.2.1. Fotometría de PSF	33
3.3. Pruebas de <i>crowding</i> y factor de completitud	35
4. Diagramas color-magnitud de la Gran Nube de Magallanes	41
4.1. Los diagramas color-magnitud	42
4.1.1. Principales características	44
4.2. Isocronas	47

5. Historia de la formación estelar de la Gran Nube de Magallanes	51
5.1. Diagrama color-magnitud sintético y modelo	51
5.2. Parametrizaciones	54
5.2.1. Determinación de poblaciones simples	54
5.2.2. Entornos y cajas	54
5.3. Descontaminación por objetos ajenos a la LMC	60
5.4. Obtención de la solución	63
5.5. Descripción de las soluciones	66
5.5.1. LMC2	66
5.5.2. LMC1	69
5.5.3. LMC0	70
5.6. Gradientes de población estelar: HFE en función del radio galactocéntrico .	72
5.6.1. Ley de metalicidad	77
5.7. Los diagramas color-magnitud solución	80
6. Discusión	83
6.1. Comparación con trabajos anteriores	83
6.2. Cúmulos estelares	86
6.2.1. Relación edad-metalicidad	87
6.2.2. Distribución en edad	87
6.2.3. Historias de formación estelar y de cúmulos	89
6.3. ¿Existe correlación entre los incrementos en la HFE y los pasajes pericéntricos con la VL y la SMC?	92
6.4. Gradientes de población y formación galáctica	95
7. Conclusiones y trabajo futuro	99
7.1. Conclusiones	99
7.2. Trabajo futuro	101
A. Catálogo de cúmulos estelares de la LMC con edades y metalicidades conocidas	103
B. Acrónimos, abreviaturas y términos en inglés	107
C. Bibliografía	109

1

Introducción

La primera referencia documentada sobre la Gran Nube de Magallanes (LMC, del inglés: Large Magellanic Cloud) la realizó el astrónomo persa Abd al-Rahman al-Sufi en el año 964 A.C., quien se refirió a esta galaxia, en su libro “Book of Fixed Stars”, como Al Bakr –Buey Blanco– y señalaba que solo podía ser vista desde las latitudes más meridionales de Arabia. La siguiente mención fue de Américo Vespucio, quien en su tercer viaje (1501-1502) hacia el sur del actual continente americano, describe que entre las estrellas de los cielos del sur hay “tres canopes, dos brillantes y uno oscuro” y se cree que los objetos brillantes que menciona son las Nubes de Magallanes (NM). Descriptas durante el curso de la primera circunnavegación alrededor de la Tierra (1519-1522) por el cronista de la expedición al mando de Fernando de Magallanes, estas 2 galaxias quedan ligadas a su nombre, pasando a conocerse como las Nubes de Magallanes, aunque la nueva denominación tardaría en generalizarse. En 1603, en la Uranometría, de Johannes Bayer, todavía se las denomina *Nubecula Maior* y *Nubecula Minor*, y en la edición francesa del Atlas Celeste de Flamsteed (Delalande & Méchain, 1795) se las designa como *Le Grand Nuage* y *Le Petit Nuage*, que son simplemente las formas latina y francesa para Gran Nebulosa y Pequeña Nebulosa.

El primero en estudiar detalladamente a la LMC fue John Herschel. Sus observaciones desde Sudafrica (1834-1838) fueron recopiladas y todo el conocimiento de las NM resumido por el astrónomo y divulgador francés Flammarion en la obra *Les Étoiles et les Curiosités du Ciel*, señalando que la Gran Nube contiene 291 nebulosas, 46 cúmulos y unas 582 estrellas. Años más tarde el mismo Herschel (1864) publicó en su *Catálogo General de Nebulosas y Cúmulos de Estrellas* los resultados de sus observaciones.

A fines del siglo XIX y comienzos del XX, con la llegada de la placas fotográficas y con el asentamiento de telescopios en el hemisferio sur, se inicia el estudio del contenido estelar de las Nubes. En 1912 Henrietta Leavitt (Leavitt & Pickering, 1912), estudiando las variables Cefeidas de ambas galaxias, descubrió la relación período-luminosidad que ofreció por primera vez un método para determinar las distancias galácticas.

A partir de 1950 se han venido estudiando sistemáticamente diversos aspectos de las

NM, sobre todo de la Gran Nube, utilizando los medios disponibles en cada época. Al principio fueron los estudios ópticos, luego los radioastronómicos y por último en otras longitudes de onda, los que nos permitieron entender a la que hasta 1994 era considerada la galaxia más cercana a la Vía Láctea (VL).

Existen varias recopilaciones que recogen el conocimiento reciente de las Nubes de Magallanes (por ejemplo Westerlund et al. 1990, 1997; Olszewski et al. 1996). Otros artículos relevantes más específicos en diferentes temas sobre la LMC son: estructura (de Vaucouleurs & Freeman, 1972; Schmidt-Kaler & Gochermann, 1992; van der Marel, 2001), determinación de escala de distancias cosmológica (Freedman et al., 2001), estudios de microlentes (Udalski et al., 1999; Alcock et al., 2000), poblaciones estelares (Bertelli et al., 1992; Olsen, 1999; Holtzman et al., 1999; Smecker-Hane et al., 2002; Gallart et al., 2004; Javiel et al., 2005; Gallart et al., 2008; Harris & Zaritsky, 2009), cúmulos estelares (Schommer et al., 1992; Grocholski et al., 2006, 2007), medio interestelar (McGee & Milton, 1966; Fukui et al., 1999; Staveley-Smith et al., 2003).

Pese a su gran cercanía e interés intrínseco, es remarcable que existan todavía importantes lagunas en nuestro conocimiento de la LMC. Por ejemplo, se conoce relativamente bien la distribución de la edad de sus cúmulos estelares, pero se conoce con mucha menos exactitud la Historia de Formación Estelar (HFE) de sus estrellas de campo. Los estudios existentes se basan en observaciones de pequeños campos, y en algunos casos han alcanzado conclusiones muy diferentes: algunos estudios recientes que usan datos del HST en pequeños campos situados cerca del centro de la galaxia, sugieren que la HFE del disco de la LMC ha sido más o menos continua, con un cierto aumento en la tasa de formación de estrellas en el último Giga-año (Ga) (Holtzman et al., 1999; Castro et al., 2001; Smecker-Hane et al., 2002). Trabajos anteriores –realizados, por lo general, con datos de peor calidad–, adjudicaban a la mayor parte de la población de la LMC una edad relativamente joven (Hardy et al., 1984; Bertelli et al., 1992; Westerlund et al., 1995; Vallenari et al., 1996; Elson et al., 1997).

Las galaxias del Grupo Local constituyen un excelente laboratorio para estudiar y examinar las teorías de formación y evolución de galaxias. su proximidad hace que las estrellas individuales se puedan resolver, permitiendo realizar precisos estudios fotométricos. Sus poblaciones estelares se pueden caracterizar en detalle para obtener HFE precisas (Noël et al., 2009; Monelli et al., 2010; Hidalgo et al., 2011). Entre ellas destaca por su gran cercanía la LMC, una galaxia de baja metalicidad y que muestra formación estelar actual. Por su posición privilegiada podemos obtener observaciones de muy buena calidad –alcanzando los puntos de giro más viejos– desde Tierra, que nos permiten resolver sus estrellas.

Por todas estas razones, centramos este trabajo de Tesis en el estudio de la LMC, con el propósito de obtener su HFE. Nos dedicaremos a estudiar detalladamente las HFE en 3 campos alejados del centro de la galaxia. Son campos de gran tamaño ($36' \times 36'$) para los que se ha obtenido fotometría de estrellas resueltas desde Tierra, están ubicados hacia el Norte de la galaxia, a 4.0° , 5.5° y 7.1° del centro dinámico del gas¹ de la LMC –3.5, 4.8 y 6.2

¹Vamos a considerar al centro dinámico de la LMC de la misma forma que lo han hecho Kim et al. (1998),

kpc respectivamente—. El objetivo es extender el estudio de las poblaciones estelares de estrellas de campo hacia grandes distancias galactocéntricas abarcando extensas muestras de estrellas que permitan obtener resultados más robustos. Intentaremos obtener un panorama global de como han ido evolucionando las poblaciones estelares de la LMC, tanto química como estructuralmente. Para ello se empleará el método de comparación de los Diagramas Color-Magnitud (DCM) observados y modelo como se describirá más adelante. Antes de dedicarnos a esta tarea se hará un resumen de los conocimientos actuales de la LMC; introduciremos el concepto de poblaciones estelares y describiremos las características de un DCM que es la herramienta fundamental para la obtención de la HFE como veremos en el transcurso de la Tesis.

1.1. La Gran Nube de Magallanes

La Gran Nube de Magallanes está clasificada, según el sistema de clasificación morfológico de Hubble (1926) como una galaxia irregular (Irr). De acuerdo a la clasificación realizada años más tarde por de Vaucouleurs, y recogida en el *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies* (de Vaucouleurs et al., 1991) y en la base de datos extragalácticos de la NASA/IPAC (NED)², se la clasifica como una galaxia tipo SB(s)m, es decir que se trata de una galaxia espiral barrada (SB) sin estructura de anillo (s) del tipo magallánico (m). Sus principales características se resumen en la Tabla 1.1.

La LMC, tal como lo demuestran las observaciones en radio (Kerr & de Vaucouleurs, 1955; McGee, 1964; Rohlfs et al., 1984; Luks & Rohlfs, 1992; Staveley-Smith et al., 2003; Brüns et al., 2005), está inmersa en un complejo sistema de Hidrógeno Neutro (HI). Junto con la Pequeña Nube de Magallanes (SMC), está sumida en una envoltura común de HI, ambas están enlazadas espacial y cinemáticamente (Hindman et al., 1961) mediante el “Puente de Magallanes”. Una gran cantidad de gas emerge del puente formando la “Corriente de Magallanes”: se trata de un largo filamento largo de HI con $\sim 140^\circ$ de extensión y que pasa por el polo sur galáctico. El *Leading Arm* es otra estructura alargada de HI, que se desarrolla en sentido contrario a la “Corriente de Magallanes”, se extiende $\sim 70^\circ$ y consta de varios subcomplejos de gas neutro. En la Fig. 1.1 pueden verse, en color rojo, todas estas estructuras que conforman el “Sistema de Magallanes”, notándose la gran extensión de la “Corriente de Magallanes”.

Por su posición privilegiada: (i) se encuentra en un plano próximo a la perpendicular a nuestra línea de visión ($i = 34^\circ.7 \pm 6^\circ.2$, (van der Marel, 2001), donde $i = 0^\circ$ indica que se encuentra perpendicular a la visual), (ii) está fuera del plano Galáctico por lo cual se ve libre de esta absorción, y (iii) al estar a sólo ~ 50 kpc nos permite resolver sus estrellas y obtener imágenes de gran campo –desde Tierra, con telescopios clase 4m–, es una candidata ideal para su estudio en diferentes aspectos, entre ellos el que aquí vamos a plantear, es decir el estudio de las poblaciones estelares a partir de la fotometría de estrellas resueltas.

coincidiendo con el centro cinemático del Hidrógeno Neutro: $\alpha = 5^h 17^m 36^s$, $\delta = -69^\circ 02'$.

²Disponible en el sitio web <http://nedwww.ipac.caltech.edu>

Tabla 1.1: Parámetros físicos de la LMC

Parámetro	Valor	Referencia
Clasificación	Irr/SB(s)m	
$(\alpha, \delta)_{2000}$	$(5^h 17^m 36^s, -69^\circ 02')$	Kim et al. (1998)
(l, b)	$(279^\circ 44' 19'', -33^\circ 32' 37'')$	
Dimensión aparente	$650' \times 550'$	
$(m - M)_o$ (mag)	18.50 ± 0.10	Freedman et al. (2001)
Distancia (kpc)	50.1 ± 2.5	Freedman et al. (2001)
$M_{HI}(M_\odot)$	4.8×10^8	Staveley-Smith et al. (2003)
$M_{H2}(M_\odot)$	$4 - 7 \times 10^7$	Fukui et al. (1999)
Masa Total (M_\odot)	2.0×10^{10}	Schommer et al. (1992); Bekki (2007)
M_{HI}/M_{total} ($r < 4$ kpc)	0.08	Staveley-Smith et al. (2003)
$\langle E_{(B-V)} \rangle$ (mag)	0.06 ± 0.02	Staveley-Smith et al. (2003)
L_B (L_\odot)	2.3×10^9	de Vaucouleurs et al. (1991)
$L_{H\alpha}$ (erg s^{-1})	2.7×10^{40}	Kennicutt et al. (1995)

Tradicionalmente se ha considerado a la LMC como una galaxia tipo disco y que todas sus regiones están prácticamente a la misma distancia de nosotros. Sin embargo, Caldwell & Coulson (1986) señalaron que el disco de la LMC estaba inclinado con respecto al plano del cielo. Estudios más recientes (Schmidt-Kaler & Gochermann, 1992; van der Marel, 2001; Olsen & Salyk, 2002) lo confirman y, muestran que debido a la inclinación del plano de la galaxia con el plano de la visual, la parte noreste de la galaxia está más cercana a nosotros que la parte suroeste (Grocholski et al., 2007); además se sabe que el disco es considerablemente más grueso que lo previamente asumido (van der Marel et al., 2002) y se sospecha que presenta un alabeo (Olsen & Salyk, 2002).

Tradicionalmente se ha considerado que las NM son galaxias satélites de la Vía Láctea. Diversos estudios basados en modelos y simulaciones numéricas (Murai & Fujimoto, 1980; Gardiner et al., 1994; Bekki & Chiba, 2005) concluían que las Nubes siguen una órbita casi polar girando en torno a la VL en sentido contrario a las agujas del reloj, que el período orbital es ~ 1.6 Ga, que la distancia entre la Galaxia y la LMC decrece de forma oscilatoria debido a la fricción dinámica y que la distancia entre ambas Nubes ha ido variando con el tiempo (ver Fig. 1.2.a). Como consecuencia de las interacciones entre estas 3 galaxias se habrían formado varios complejos de gas neutro –el Puente de Magallanes, la Corriente de Magallanes y el *Leading Arm*– y, esta podría ser también la razón de que tanto la LMC como la SMC presenten un aspecto caótico e irregular.

Recientemente y en base a nuevas mediciones de los movimientos propios de las Nubes de Magallanes realizadas con el HST, Kallivayalil et al. (2006a) y Piatek et al. (2008) señalaron que las Nubes se están moviendo a velocidades substancialmente mayores –casi en 100 km s^{-1} – a las asumidas anteriormente (Kroupa & Bastian, 1997; van der Marel et

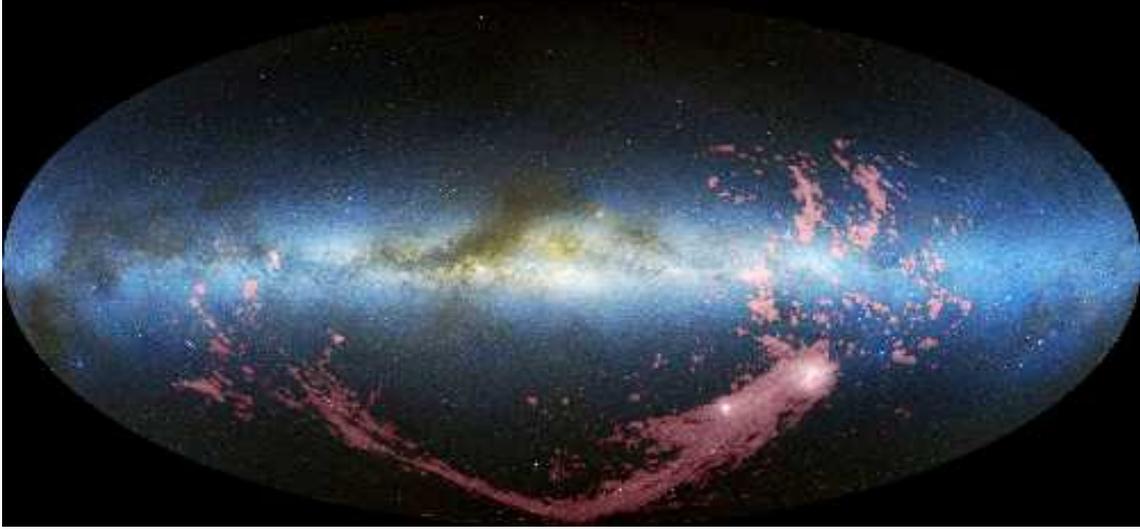


Figura 1.1: Imagen combinada en el óptico (azul y blanco) y en radio (rojo) de la Vía Láctea y las Nubes de Magallanes. En marrón pueden verse las nubes de polvo de nuestra Galaxia. Obsérvese la favorable ubicación de la LMC respecto del plano Galáctico y la gran extensión de la “Corriente de Magallanes” ($\sim 140^\circ$), que atraviesa el polo sur galáctico. Crédito de la imagen: Nidever et al., NRAO/AUI/NSF y Meilinger, Leiden-Argentine-Bonn Survey, Parkes Observatory, Westerbork Observatory, Arecibo Observatory.

al., 2002), la LMC lo hace a 378 km s^{-1} . Esto sugiere que las dos galaxias se mueven demasiado rápido como para ser satélites de larga data de la VL. De acuerdo a los valores de la velocidad radial y tangencial (89 ± 4 y $367 \pm 18 \text{ km s}^{-1}$ respectivamente), Besla et al. (2007) encuentran que las Nubes están pasando por primera vez por el pericentro de su órbita en torno a nuestra Galaxia. Si esto es cierto hay que replantear el origen de la Corriente de Magallanes, del alabeo de la VL y revisar la interpretación de la historia de formación estelar, entre otras cosas. Recientemente Shattow & Loeb (2009) recalcularon, en base a mediciones actualizadas de la velocidad circular de la VL (Reid & Brunthaler, 2004; Reid et al., 2009), la órbita de la LMC y señalaron que no está tan estrechamente ligada como lo sugerían los modelos clásicos ni es gravitacionalmente independiente –de la VL– como sugiere el estudio de Besla et al. (2007); asumiendo $V_{\text{circ}} = 251 \text{ km s}^{-1}$ para el sol ubicado a 8.5 kpc del centro de la VL y los valores de movimientos propios de Piatek et al. (2008), Shattow & Loeb calculan que la LMC se encuentra en su segundo paso por el pericentro, mientras que el primer pasaje ocurrió hace $\sim 6.3 \text{ Ga}$. (ver Fig. 1.2.b, color azul).

1.1.1. Estructura y poblaciones estelares

La peculiar morfología de la LMC presenta un cuerpo, que, proyectado en el plano del cielo, tiene una forma elíptica con una pronunciada barra descentrada. Esta barra está inserta en un disco estelar significativamente alargado –más elongado que los discos típicos– siendo muy probable que su forma se deba a las interacciones que sufre con la VL y la SMC (van der Marel et al., 2002). El disco es intrínsecamente elíptico ($\epsilon \sim 0.2\text{--}0.3$) y se extiende hasta por lo menos 9° del centro, presentando una escala de longitud de $\sim 1.4 \text{ kpc}$ (van

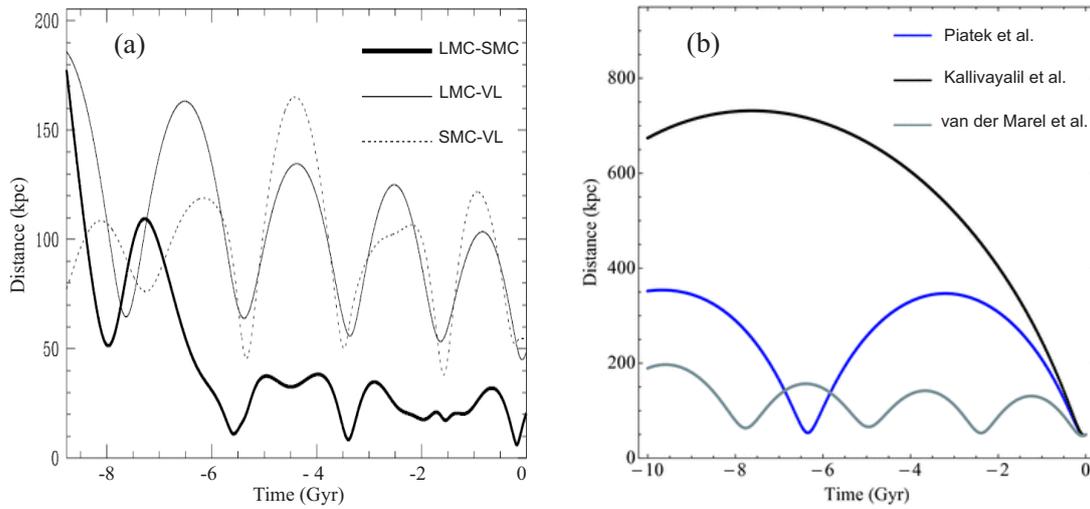


Figura 1.2: (a) Distancias LMC-SMC en función del tiempo obtenidas por Bekki & Chiba (2005). (b) Distancias de la LMC al centro de la VL en función del tiempo, asumiendo $V_{circ} = 251 \text{ km s}^{-1}$ para la VL y con los valores de movimientos propios obtenidos por diversos autores. En ambos casos el cero representa el instante actual.

der Marel, 2001; Gallart et al., 2004). Recientemente Majewski et al. (2009) encontraron que la población de estrellas gigantes K ubicadas a grandes distancias galactocéntricas (23° del centro) conforman una estructura difusa, dinámicamente tibia, que envuelve a la LMC, con una distribución bi-dimensional que se asemeja a un halo clásico. Falta por investigar si se trata realmente de un halo, es decir si estas estrellas siguen una cinemática de halo, o como todo objeto con edad mayor a 10 Ga en la LMC –cúmulos globulares reales, estrellas RR Lyrae– tienen una distribución y dinámica de disco.

La apariencia de la LMC en el visible está dominada por regiones con gran formación estelar, pero si se observa en el infrarrojo cercano (estrellas gigantes rojas y estrellas de carbono), la morfología de la galaxia es bastante regular y suave, destacándose la barra central. Al observarla en 21 cm (HI) se puede apreciar su estructura espiral, con 2 brazos principales que emergen de la barra central (Staveley-Smith et al., 2003) como puede verse en la Fig. 1.3.

Como gran parte de las galaxias de su tipo, la LMC es muy rica en gas y polvo. Actualmente atraviesa una fase de gran actividad de formación estelar, hecho que se puede ver en la región HII 30 Dor –región de formación estelar más extensa y luminosa de todo el Grupo Local (GL)– y en los complejos de HII N11 y N44, por citar algunos ejemplos. En ellos coexisten objetos de diferentes edades: protoestrellas, estrellas con edades de 2 a 5 Ma (cúmulo R136, en 30 Dor), estrellas con edades de 20 a 25 Ma (cúmulo H88-301, en 30 Dor) como también remanentes de supernovas (SNR) con edades bastante menores que 1 Ma (Walborn et al., 2002; Selman et al., 1999; Grebel & Chu, 2000; Chu et al., 2004; Yamaguchi et al., 2009).

Continuando con la poblaciones jóvenes, van den Bergh (1988) encontró varios SNR en la

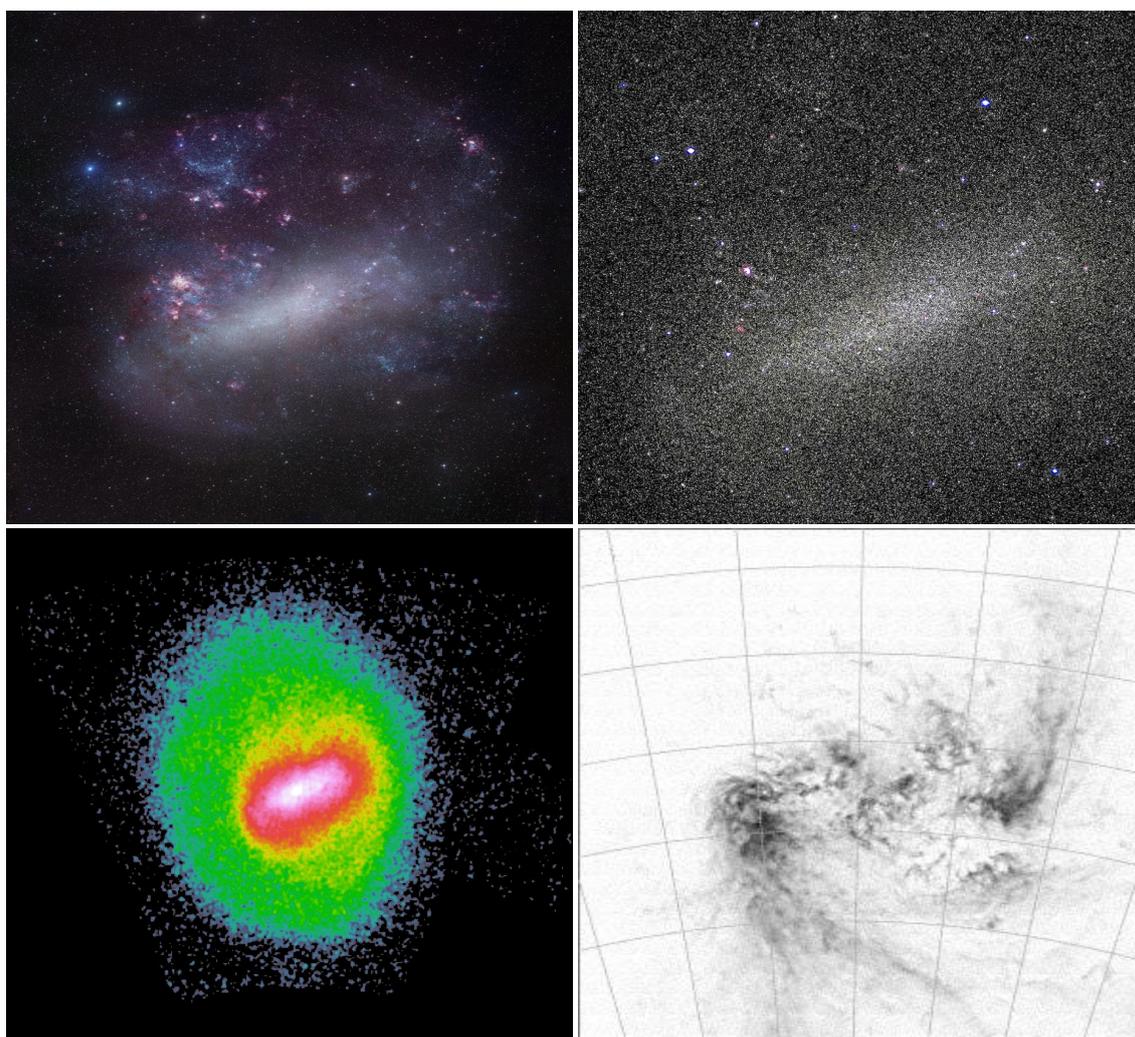


Figura 1.3: Arriba aspecto de la parte central ($\sim 10^\circ \times 10^\circ$) de la Gran Nube de Magallanes vista en el óptico –panel izquierdo– y en IR cercano (2MASS) –panel derecho–. Abajo –panel izquierdo– región de $\sim 24^\circ \times 22^\circ$ vista en IR cercano (DENIS) y en HI –panel derecho– donde se puede apreciar la estructura espiral de la LMC (región de $\sim 25^\circ \times 11^\circ$). Imágenes tomadas de – de arriba a abajo y de izquierda a derecha– <http://www.robgendlerastropics.com/LMCmosaic.html>, <http://www.ipac.caltech.edu/2mass/gallery/lmcatlas.jpg>, van der Marel (2001) y Kim et al. (2003).

barra, cuyas edades, si bien un poco mayores (≥ 40 Ma) que las encontradas en las regiones HII del disco, siguen perteneciendo a la categoría de objeto joven –como definiremos más adelante en términos de edades, ver §1.3–. Otros objetos estelares que incluimos en esta categoría son las estrellas Wolf-Rayet (edad 3 - 6 Ma), las estrellas Cefeidas (edad 10 - 300 Ma) y las asociaciones OB de estrellas supergigantes.

Tradicionalmente, a la población de edad intermedia y vieja –de 1 a 10 Ga y ≥ 10 Ga, respectivamente, según la definición que daremos en §1.3– se la ha estudiado a partir del DCM, aunque puede hacerse a partir de los cúmulos, de distintos tipos de estrellas variables, de las nebulosas planetarias y de las novae. Nosotros utilizaremos los DCM como herramienta para obtener la HFE de cada uno de los 3 campos, lo que nos proporciona información cuantitativa sobre las poblaciones estelares presentes en cada uno de los campos. Por este motivo, y, por completitud vamos a especificar qué objetos representan a estas poblaciones en la LMC.

Tras una búsqueda en la literatura, hemos encontrado varios catálogos que cubren la zona de las NM. Uno abarca la totalidad de la LMC (Bica et al., 2008) censando objetos extensos, mientras que otro solo cubre la zona central ($\sim 40^\circ$ cuadrados) censando a las estrellas variables (Soszyński et al., 2008, 2009a,b) como parte del Experimento de Lentes Ópticas Gravitacionales (OGLE, del inglés: *Optical Gravitational Lensing Experiment*, ?). Las estrellas de carbono están registradas en el catálogo confeccionado por Kontizas et al. (2001), mientras que el registro de las novae se encuentra disperso en varios trabajos (van den Bergh, 1988; Vanlandingham et al., 1999; Mason et al., 2005).

En la LMC encontramos estrellas de carbono (edad 3 - 5 Ga), nebulosas planetarias (edad 1 - 4 Ga) y cúmulos estelares como objetos de edad intermedia, mientras que las edades viejas están representadas por unos pocos cúmulos globulares (CG) verdaderos, muchas RR Lyrae (edad 10 - 14 Ga) y algunas novae. Las estrellas variables de largo período (VLP) son poblaciones de ambas edades –intermedia y vieja–. La distribución de los cúmulos, asociaciones y objetos nebulosos fue estudiada por Bica et al. (2008) encontrando una distribución de disco, más concentrada hacia el centro de la galaxia cuanto más jóvenes son los objetos. La distribución de estrellas de carbono (población de edad intermedia), estudiada por Kontizas et al. (2001) es similar a la de los cúmulos, y como éstos trazan muy bien a la barra.

En la Tabla 1.2 hemos resumido a las principales poblaciones estelares –y no estelares– presentes en la LMC, indicando la cantidad de objetos catalogados hasta la actualidad y al tipo de población que representa según su edad. Para tener un panorama general de los constituyentes de la LMC, hemos agregado –en la parte inferior de la Tabla 1.2– a los objetos jóvenes.

Tabla 1.2: Poblaciones estelares en la LMC

Población	Catalogados	Edad	Referencia
Cúmulos globulares	16	Vieja	Bica et al. (2008)
RR Lyrae	24906	Vieja	Soszyński et al. (2009a)
Novas	30	Vieja	van den Bergh (1988) Vanlandingham et al. (1999) Mason et al. (2005)
Variable largo período	91995	Intermedia-Vieja	Soszyński et al. (2009b)
Estrellas de carbono	7760	Intermedia	Kontizas et al. (2001)
Cúmulos estelares	3086	Intermedia	Bica et al. (2008)
Nebulosas planetarias	562	Intermedia	Leisy et al. (1997) Reid & Parker (2009)
Nebulosas	1077	Intermedia-Joven	Bica et al. (2008)
Asociaciones	2944	Joven	Bica et al. (2008)
Cefeidas	3361	Joven	Soszyński et al. (2008)
Wolf-Rayet	134	Joven	Breysacher et al. (1999)
SNR	52	Joven	Bica et al. (2008)
Shells y supershells de HI	124		Bica et al. (2008)

1.1.2. Sistema de cúmulos

La LMC tiene un rico sistema de cúmulos estelares que abarcan una amplia gama de edades y masas. A diferencia de lo que sucede en nuestra Galaxia, donde se puede hacer una división entre sus cúmulos, en globulares –objetos viejos y masivos– y abiertos –menos masivos y más jóvenes–, en la LMC no es posible seguir este criterio para clasificarlos pues existen cúmulos que son tan masivos como los globulares pero mucho más jóvenes y se los conoce como “cúmulos poblados” (Chandar et al., 1999). La LMC contiene 3102 cúmulos catalogados (Bica et al., 2008), de los cuales menos del 10 % tienen edades fiables.

Una característica notable del sistema de cúmulos es la ausencia de ellos para edades comprendidas entre 3-10 Ga (Olszewski et al., 1991) –sólo existe un cúmulo en ese rango de edad, se trata de ESO 121SC03 de ~ 9 Ga de edad (Mateo et al., 1986; Sarajedini et al., 1995)–. A este fenómeno se lo denomina *age-gap* o “hueco en edad” y no se ve claramente entre las estrellas de campo (Holtzman et al., 1999; Javiel et al., 2005). Existen numerosos estudios que tratan de explicar el origen de este “hueco en edad”: si refleja la distribución de edades de nacimiento de los cúmulos en la época que estos se formaron o, si existió algún mecanismo eficiente para destruir a los cúmulos de ese rango de edad (Olszewski et al., 1991; Byrd et al., 1994). Bekki et al. (2004) reprodujeron la distribución de edades observada en los cúmulos, utilizando modelos dinámicos de las interacciones entre nuestra Galaxia y ambas Nubes, indicando que los encuentros entre las tres galaxias serían las responsables de desencadenar los brotes de formación estelar que dieron lugar a los cúmulos.

Olsen et al. (1998) y Johnson et al. (1999) realizaron estudios detallados de los cúmulos globulares viejos en la LMC, concluyendo que tienen las mismas edades que los cúmulos más viejos de la VL.

En cuanto a la distribución y cinemática se puede decir que tienen una geometría plana, una rotación tipo disco y, que los cúmulos viejos (edades mayores a 10 Ga) no presentan cinemática de halo (Freeman et al., 1983; Schommer et al., 1992; Grocholski et al., 2007; Kerber et al., 2007).

1.1.3. Medio interestelar

La estructura gaseosa en la LMC es complicada. A medida que se ha ido perfeccionando el instrumental radioastronómico y obteniendo información hemos podido interpretarla. Los trabajos pioneros en los años 50 y 60 (Kerr et al., 1954; McGee & Milton, 1966) descubrieron que la LMC contenía una sorprendente cantidad de HI cuyos perfiles mostraban la presencia de tres rangos diferentes de velocidades asociados a grandes complejos del gas neutro.

El centro dinámico del HI ($\alpha = 5^h 17^m 36^s$, $\delta = -69^\circ 02'$; Kim et al., 1998) está desplazado ~ 1 kpc del centro fotométrico de estrellas ($\alpha = 5^h 24^m$, $\delta = -69^\circ 49'$; Cole et al., 2005).

A gran escala, el cuerpo principal de la LMC es un disco casi circular, bien definido, simétrico, que presenta un campo de rotación organizado y ordenado, aunque algo complejo. Kim et al. (1998, 2003) realizaron estudios del HI con alta resolución angular, encontrando que la estructura de la LMC es filamentosa y está dominada por numerosas cáscaras y agujeros de HI. Staveley-Smith et al. (2003) encontraron varios brazos de HI a diferentes velocidades e indicaron que, de acuerdo a varias propiedades, la LMC es más parecida a una galaxia espiral que a una galaxia de tipo tardío.

Todas estas estructuras del gas neutro están representadas en el esquema de la Fig. 1.4 que muestra, entre otros, los brazos, las cáscaras supergigantes, los agujeros y la ubicación de la barra óptica.

Otro componente del medio interestelar (MI) muy estudiado por su vinculación con la formación estelar es el CO que se detecta en forma de nubes moleculares. Los primeros estudios eran de baja resolución angular o de poca cobertura espacial y no permitían resolver a las nubes moleculares y sus regiones de formación estelar de forma individual. Con el avance instrumental –radiotelescopio de 4m NANTEN en el Observatorio Las Campanas, Chile–, Fukui et al. (1999) lograron observar las emisiones de CO identificando nubes moleculares gigantes que muestran una buena correlación espacial con los cúmulos más jóvenes –edades $\lesssim 10$ Ma–, lo que demuestra que dentro de estas nubes moleculares gigantes se están formando cúmulos; además encontró que dentro de ellas existen grupos compactos de cúmulos jóvenes, lo que sugiere que los cúmulos se forman en grupos y luego se dispersan.

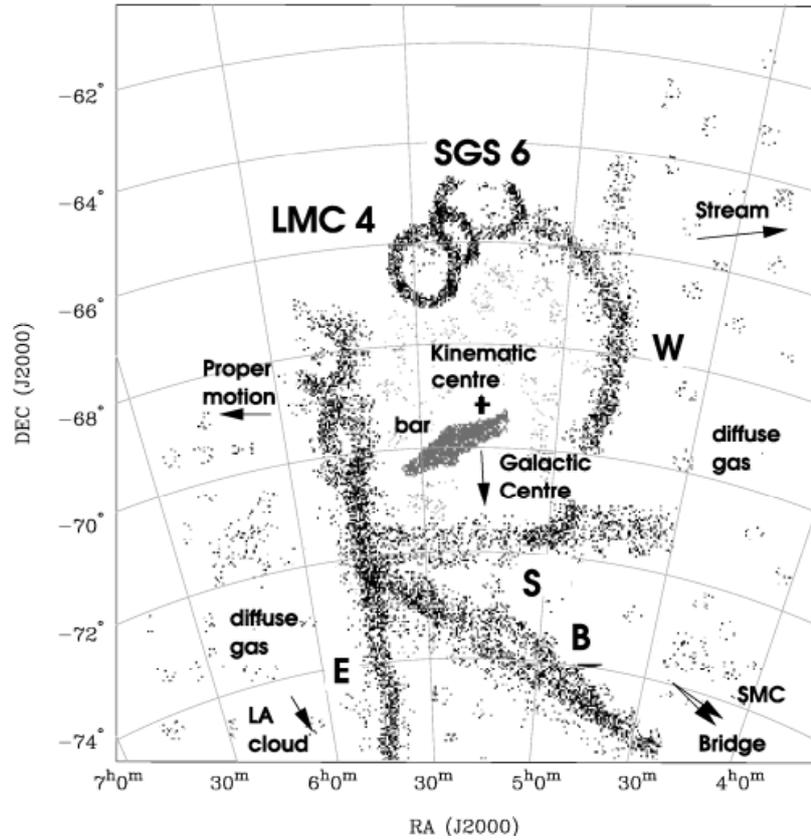


Figura 1.4: Esquema mostrando las principales estructuras de HI: brazos espirales –E (este), W (oeste), S (sur) y B (puente)–, cáscaras supergigantes –LMC4 y SGS6–. Se indica la dirección en la que se encuentran la SMC, el Puente y la Corriente de Magallanes, como así también la posición del centro dinámico del HI – $\alpha = 5^h 17^m 36^s$, $\delta = -69^\circ 02'$ (Kim et al., 1998)–, la barra óptica centrada en – $\alpha = 5^h 24^m$, $\delta = -69^\circ 49'$ (Cole et al., 2005)– y la dirección del movimiento propio de la LMC. Tomado de Staveley-Smith et al. (2003).

1.2. Poblaciones estelares

El concepto de poblaciones estelares ha ido cambiando con el tiempo. Originalmente, y de acuerdo a una clasificación introducida por Baade (1944) –basada en observaciones de la VL y de algunas galaxias del GL–, las estrellas pueden subdividirse en dos categorías –Población I y Población II– según 4 criterios: ubicación, color, asociación con material interestelar, y cinemática. En el caso de la Vía Láctea, estos criterios están interrelacionados entre sí, de forma que bastan 2 de ellos para establecer a que población pertenece una estrella. La Población I comprende a estrellas azules y que se encuentran rodeadas por material interestelar (gas y polvo), es decir son estrellas jóvenes; se ubican en el disco y presentan órbitas planas y circulares. La Población II comprende estrellas rojas y sin presencia de material interestelar, son las estrellas viejas; tienen órbitas inclinadas y excéntricas, altas velocidades y se ubican en el halo.

A medida que progresaron los estudios de las galaxias y sus poblaciones estelares, se

comprendió que esta clasificación era insuficiente. Con el desarrollo de la física estelar y, con el avance del conocimiento sobre evolución galáctica, los anteriores criterios de clasificación fueron sustituidos por otros más básicos: la edad de una estrella y su abundancia química. Esto permitió describir el enriquecimiento químico de un sistema estelar a lo largo del tiempo, como consecuencia de la evolución de sus estrellas, a la vez que se contemplaba la posible existencia de otras poblaciones estelares: estrellas viejas ricas en metales, estrellas jóvenes pobres en metales y de estrellas de edades intermedias con cualquier composición química.

Hodge (1989) introdujo el concepto de “Caja de Población” agregando una tercera variable, la tasa de formación estelar, al plano edad-abundancia química, para caracterizar las poblaciones estelares presentes en una galaxia. De esta forma se logra una representación tridimensional (ver Fig. 1.5) que nos muestra como va poblándose una galaxia (tasa de formación estelar) con el transcurso del tiempo (edad) a medida que se va enriqueciendo el medio interestelar (abundancia química) producto de los nuevos elementos químicos que se procesan en el interior de las estrellas y que se devuelve al medio circundante para dar lugar a una nueva generación estelar.

En esta Tesis llamaremos “población simple” a un conjunto de estrellas con un rango estrecho de edad y metalicidad. De esta forma la HFE de un sistema, viene determinada por la suma de las formaciones estelares correspondientes a sus poblaciones simples. Haremos uso del concepto de caja de población para describir la evolución de los campos y caracterizar posibles variaciones en relación con la distancia al centro de la galaxia.

Debemos señalar que durante mucho tiempo se consideró que los cúmulos globulares eran el arquetipo de un sistema estelar constituido por una única población estelar, lo que se considera una población simple, pues todas sus estrellas tienen la misma edad y metalicidad. Con el descubrimiento de múltiples secuencias principales y múltiples ramas de subgigantes en algunos cúmulos globulares galácticos y la confirmación de que el cúmulo NGC1783 de la LMC tiene múltiples poblaciones estelares (Milone et al., 2009) se ha cambiado la arraigada idea de que los CG solo tienen una población estelar.

1.3. Diagramas color magnitud

En un DCM pueden observarse diferentes secuencias que corresponden a grupos de estrellas en diferentes estados evolutivos. La posición que ocupan las estrellas en el DCM depende principalmente de su masa y de su edad, y, en menor medida, de la metalicidad, lo cual nos permite identificar los restos fósiles de los distintos episodios de formación estelar. La Fig. 1.6 muestra un DCM con los nombres de las principales secuencias evolutivas por las que atraviesa una estrella según su masa inicial.

El factor crítico que determina cómo evoluciona una estrella es la masa inicial (M_i). Cuando el H desaparece del núcleo estelar, la estrella abandona la secuencia principal –termina su juventud–, originándose a partir de este momento tres caminos evolutivos diferentes según la M_i de la estrella (Chiosi et al., 1992):

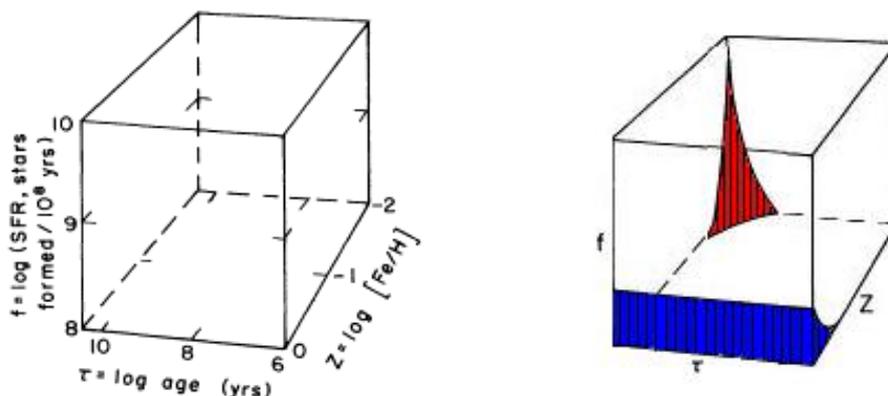


Figura 1.5: Caja de población, representando la edad, metalicidad e historia de formación estelar en ejes ortogonales. En el lado derecho de la figura se ha representado a las tradicionales Poblaciones I y II de Baade en color azul y rojo respectivamente.

- Si la $M_i < 1.8 - 2.2 M_\odot$ –el valor exacto depende de la composición química– la estrella desarrolla un núcleo degenerado de He, que al alcanzar una masa crítica de $\sim 0.45 M_\odot$ enciende en forma explosiva la quema de He –*flash* de He–. Cuando la estrella se asienta finalmente en la fusión estable del He, lo hace en la rama horizontal, y una vez que agota el He en el núcleo evoluciona hacia la rama asintótica de las gigantes terminando su vida como una enana blanca.
- Si $1.8 - 2.2 M_\odot \leq M_i \leq 7 - 9 M_\odot$ la estrella inicia la quema del He de forma controlada. Una vez que el He central se agota y es reemplazado por C y O, la estrella experimenta pulsos térmicos y se mueve hacia la rama asintótica de las gigantes, fase que termina con la eyección de la envoltura y la formación de una nebulosa planetaria con una enana blanca en su centro.
- Las estrellas masivas ($M_i \geq 7 - 9 M_\odot$) comienzan la quema del C de forma controlada y luego van fusionando en su interior elementos cada vez más pesados hasta sintetizar el Fe, momento en que cesa la actividad termonuclear, se produce el colapso central y la estrella explota como una supernova.

A continuación vamos a discutir los procesos físicos que ocurren en las estrellas que pueblan cada región del DCM, pero antes vamos a establecer, en función de la edad, tres tipos de poblaciones estelares. Diremos que la población es vieja cuando todas las estrellas tienen una edad mayor de 10 Ga, hablaremos de edad población intermedia cuando sus estrellas tengan entre 1 y 10 Ga y nos referiremos a las estrellas nacidas en el último Ga como una población joven. Esta definición según las edades nos será útil más adelante, cuando discutamos e interpretemos los resultados.

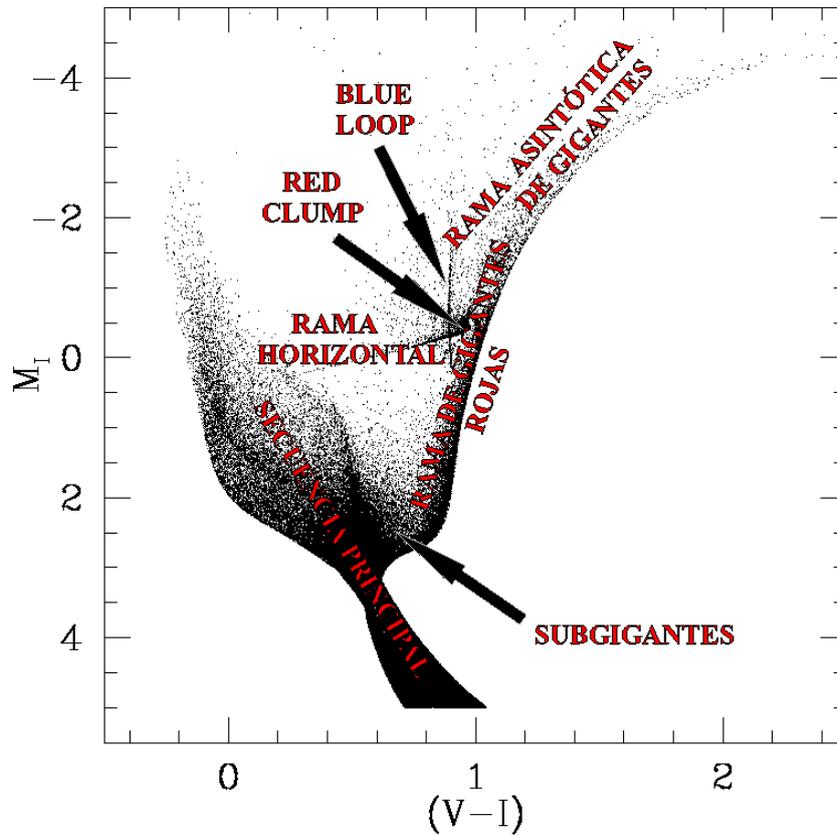


Figura 1.6: DCM sintético para una galaxia con una ley de enriquecimiento químico lineal entre $Z=0.0001$ y $Z=0.04$, y edades que van desde el momento actual hasta hace 13 Ga. Se indican las principales secuencias evolutivas.

1.3.1. Secuencia principal

La secuencia principal (MS, del inglés: *Main Sequence*) es la zona del DCM donde las estrellas queman H en el núcleo. Es la única etapa evolutiva presente en todas las poblaciones de diferentes edades puesto que las estrellas pasan en esta región la mayor parte de su vida –el 90%–, un tiempo que depende de la masa inicial con la que llegaron a esta configuración de equilibrio.

Las estrellas más masivas, al consumir su H de una forma más rápida, pasan poco tiempo en la MS y la abandonan –punto de giro– a altas luminosidades. Las estrellas menos masivas gastan su H de una forma más lenta, permaneciendo en MS mucho más tiempo y cuando la abandonan lo hacen por la parte baja, es decir a bajas luminosidades.

La MS es la zona del DCM más sensible a la edad. La existencia de una MS brillante es un excelente indicador de la presencia de una población estelar joven. La distribución de estrellas a lo largo de la MS proporciona la información más detallada para determinar la HFE.

1.3.2. Subgigantes

Son estrellas de baja masa que han salido de la MS, pero que todavía no han entrado en la rama de las gigantes rojas (RGB, del inglés: *Red Giant Branch*) y evolucionan hacia ella lentamente. Ya han consumido todo el H del núcleo transformándolo en He, y poseen $\sim 10\%$ de su masa en el núcleo de He inerte. Solo las estrellas de baja masa atraviesan por esta etapa, por lo que es un buen indicador de edad, aunque su estudio queda limitado a las galaxias más cercanas del Grupo Local pues se trata de estrellas de luminosidad relativamente baja.

1.3.3. Rama de gigantes rojas

La RGB corresponde a la fase en la cual las estrellas de baja masa queman H en una capa que rodea al núcleo de He degenerado. Está poblada por estrellas de edades intermedias y viejas, por lo que proporciona información acerca de la mayor parte de la vida de una galaxia. La estructura y ubicación de la RGB depende en gran parte de la metalicidad, de forma que para estrellas de alta metalicidad, la RGB se sitúa hacia el rojo, aunque esto mismo –ubicación en la parte roja– sucede con las estrellas más viejas, produciendo la llamada degeneración edad-metalicidad. Esta degeneración, es decir estrellas con distintas edades y metalicidades ocupando posiciones similares, hace imposible que la distribución de edades y metalicidades de la población estelar pueda ser obtenida a través de la simple comparación de la RGB con isocronas. Sin embargo, su posición y anchura se usan habitualmente para estimar el rango de metalicidades presente en una galaxia (Saviane et al., 1996; Da Costa & Armandroff, 1990).

A medida que pasa el tiempo el núcleo degenerado de He va creciendo y cuando alcanza una masa de $\sim 0.45 M_{\odot}$ se enciende violentamente –*flash* de He–. Debido a que este *flash* se produce para masas del núcleo de He similares, la máxima luminosidad que alcanzan las estrellas de la RGB es prácticamente independiente de la edad y de la metalicidad. Esto provoca una discontinuidad en la función de luminosidad, conocido como “tip de la RGB” (TRGB) que es un excelente indicador de distancia para galaxias con poblaciones estelares pobres en metales.

1.3.4. Rama horizontal

La rama horizontal (HB, del inglés: *Horizontal Branch*) es la fase evolutiva posterior a la RGB, donde las estrellas de baja masa queman He en el núcleo y H en una cáscara más externa.

La forma de la HB depende sobre todo de la metalicidad, pero también de la edad, rotación del núcleo y pérdida de masa, entre otros. La HB tiende a ser más azul cuanto menor es su metalicidad y menos masivas son las estrellas que la pueblan. Por este motivo, la presencia de una HB azul se usa como un claro indicador de la presencia de estrellas de muy baja masa –y por lo tanto viejas (edades mayores de 10 Ga)– en una galaxia. Sin embargo, debe tenerse presente que la pérdida de masa de las estrellas a lo largo de su vida

previa, afecta a las masas que tendrán en la HB.

La HB está atravesada por la banda de inestabilidad, por lo que aparecen en ella estrellas variables RR Lyrae. Estas estrellas, al tener una magnitud absoluta casi constante –depende levemente de la metalicidad–, se utilizan como indicadores de distancias para las galaxias más próximas del GL.

1.3.5. Red clump

Es la parte más roja de la HB por lo que las estrellas que la pueblan se encuentran –al igual que las estrellas de la HB– quemando He en el núcleo y H en una capa más externa. Son estrellas de edad intermedia y relativamente ricas en metales.

La teoría de evolución estelar predice que la magnitud absoluta de las estrellas del RC no es constante para las distintas poblaciones estelares, sino que existe una dependencia con la edad y también con la metalicidad (Cole, 1998; Girardi et al., 1998; Girardi, 1999).

El RC de una población estelar compuesta puede presentar subestructuras –RC secundario, extensión vertical del RC– debidas a ciertas poblaciones estelares.

1.3.6. Blue-loop

A medida que las estrellas de masa intermedia y alta van quemando el He de su núcleo experimentan una serie de transformaciones físicas que se reflejan en los denominados “*blue-loop*” (BL). La primera parte de su evolución tiene lugar próxima a la RGB, mientras que la segunda es mucho más azul. La presencia de estas estructuras está ligada a la existencia de formación estelar en el último Ga (Gallart et al., 1999; Stetson et al., 1998) y es un claro indicador de población estelar joven para sistemas de baja metalicidad.

1.3.7. Rama asintótica de las gigantes

Una vez que se acabó el He en el núcleo, las estrellas de masa baja e intermedia se dirigen a la rama asintótica de las gigantes (AGB, del inglés: *Asymptotic Giant Branch*), fase evolutiva que transcurre paralela a la parte alta de la RGB.

La máxima luminosidad que pueden alcanzar las estrellas en esta fase depende de la masa –y por tanto de la edad–, y de la metalicidad: las estrellas más viejas y pobres en metales alcanzan una luminosidad máxima algo mayor que la del TRGB, mientras que las más jóvenes y ricas en metales pueden alcanzar luminosidades mucho mayores que el TRGB (Frogel & Elias, 1988; Frogel et al., 1990).

La posición que ocupan las estrellas AGB en el DCM depende de la metalicidad: se sitúan más hacia el rojo cuanto mayor es su metalicidad. Sin embargo, los modelos de las AGB no son muy precisos, y existen muchas incertidumbres al comparar los DCM observacionales con los modelos (Gallart et al., 1994; Habing & Olofsson, 2003).

1.4. Objetivo y plan de la Tesis

El proceso de formación y evolución de las galaxias está determinado por dos conjuntos de mecanismos paralelos:

- ensamblado de la masa y sus interacciones con otros sistemas, que determinan su tipo morfológico y su evolución dinámica, que a su vez, induce formación estelar.
- la formación, evolución y muerte estelar, que hace evolucionar las poblaciones estelares y el contenido de gas y metales de la galaxia.

En las galaxias más cercanas, y especialmente en aquellas que se pueden resolver en sus estrellas individuales –como por ejemplo la LMC– ambos mecanismos se pueden estudiar con precisión, ya que podemos usar la fotometría de sus estrellas individuales, junto con la teoría de evolución estelar, para delinear en detalle su evolución a través del estudio de las poblaciones estelares, desde su formación hasta el momento actual.

El objetivo de la presente Tesis es contribuir al conocimiento de la estructura y evolución de la Gran Nube de Magallanes –la segunda galaxia más próxima a la Vía Láctea– por ser un laboratorio ideal ya que al tratarse de una galaxia tardía, contiene, además de estrellas viejas, una gran cantidad de gas con el cual poder seguir formando estrellas. Dada su cercanía a la Galaxia, es posible realizar un análisis detallado de la HFE, pues podemos obtener DCM muy profundos –muy por debajo de los puntos de giro más viejos ($V \sim 24$)–, pero a su vez está lo bastante lejos como para que todas sus estrellas se consideren (en primera aproximación) a la misma distancia.

Pretendemos ampliar el conocimiento de las estrellas de campo, que hasta el momento se encuentra focalizado en la zona central de la LMC. Decimos ampliar en el sentido de investigar grandes zonas (campos extensos) y en el sentido de considerar regiones poco o nada estudiadas de la LMC, como lo es la parte externa del disco, que se extiende, en la dirección Norte, hasta $\sim 16^\circ$ del centro (Saha et al., 2010). La mayoría de los trabajos anteriores, además de estar concentrados en la región central, fueron realizados con observaciones obtenidas con el HST, de gran calidad pero de pequeño campo ($2'.5 \times 2'.5$). Los escasos trabajos basados en campos de mayores dimensiones –obtenidos desde observatorios terrestres–, son estudios pioneros que consiguen DCM relativamente poco profundos. En un estudio reciente, Harris & Zaritsky (2009) cartografían, desde Tierra, el cuerpo principal de la LMC cubriendo un área de $8.5^\circ \times 7.5^\circ$ y llegando hasta magnitudes $V \sim 21$. Realizan un trabajo similar al de esta Tesis, pero debido a la relativa poca profundidad de la fotometría, no alcanzan el punto de giro más viejo con lo cual es difícil extraer información fiable sobre las primeras etapas de formación estelar.

En nuestro caso contamos con observaciones realizadas desde Tierra, que nos proporcionan un gran campo ($36' \times 36'$), que, traducido a la distancia a la que se encuentra la LMC, significa un área de $\sim 0.5 \times 0.5$ kpc. Son observaciones en las bandas V e I . Las imágenes densamente pobladas, contienen entre 7 y 28×10^4 estrellas –según su distancia al centro– y alcanzan hasta 3 magnitudes por debajo de los puntos de giro más viejos ($V \sim 21$), con

lo cual podemos obtener un completo panorama de como ha ido cambiando con el tiempo la producción de estrellas o Tasa de Formación Estelar (TFE), así como también de como cambia el contenido químico del medio gaseoso, producto de la evolución estelar. Es decir podemos conocer la HFE de cada una de las 3 regiones de la LMC que se analizarán. Estos campos están situados en la dirección Norte a diferentes distancias galactocéntricas (4.0° , 5.5° y 7.1°). Esto, además nos permitirá ver como cambia la HFE con la distancia al centro de la galaxia.

Queremos responder a preguntas tales como: (i) ¿Cómo es la HFE de la LMC? ¿Ha sido constante o presenta brotes? ¿Se siguen formando estrellas en la actualidad en todos nuestros campos? (ii) ¿Ha sido la HFE de la población de las estrellas de campo de la parte externa del disco igual a la HFE de la parte más interna y/o de la barra? (iii) ¿Presenta un período de inactividad o de disminución similar a la que se observa en los cúmulos (*age-gap*)? (iv) ¿Existe un gradiente en la población estelar? (v) ¿En caso que la formación estelar presente brotes, están estos asociados con algún acontecimiento físico relevante?

Este trabajo de Tesis está organizado de la siguiente forma:

- en el Capítulo 2 se introducen los conceptos fundamentales, las bases teóricas y el método usado para obtener la HFE a través de los DCM: construcción del DCM modelo y comparación de los DCM observado y modelo mediante el código IAC-pop.
- en el Capítulo 3 se presentan las observaciones realizadas con el telescopio Blanco de 4m en Cerro Tololo, Chile. Se explica como se ha realizado la fotometría y los test de estrellas artificiales, necesarios para reproducir los efectos observacionales en el DCM sintético (que usamos como punto de partida para comparar los DCM observados y modelo de cada campo). Además, se estudia la completitud de la fotometría.
- el Capítulo 4 hace un análisis cualitativo de los DCM observados y se estiman edades y metalicidades de las estrellas mediante la técnica de superposición de isocronas teóricas en los DCM.
- el Capítulo 5 es el núcleo de la Tesis. En él se realiza un análisis cuantitativo de las poblaciones estelares, obteniendo la HFE de cada campo. El procedimiento es comparar la distribución de estrellas en los DCM observado y modelo, usando IAC-pop. La comparación se realiza minimizando una función de mérito que tiene en cuenta la cantidad de estrellas presentes en ciertas regiones del DCM. Se presentan los resultados describiendo las soluciones en función de la distancia galactocéntrica y comparándolas entre ellas.
- en el Capítulo 6 discutimos y analizamos los resultados obtenidos dentro de una visión global de la LMC, teniendo en cuenta los más recientes conocimientos de esta galaxia.
- por último, en el Capítulo 7 se han resumido las principales conclusiones de la Tesis, planteando un futuro plan de trabajo.

En el Apéndice A hemos reunido la información relativa a los cúmulos de la LMC con edades y metalicidades conocidas, extraídos de la literatura.

Se ha intentado seguir la nomenclatura más usada en el tema. Por ello –cuando fue necesario– se han utilizado términos en inglés. Estos se señalan en letras itálicas y están incluidos en el Apéndice B con su correspondiente descripción. En este Apéndice también se incluye un compendio de las abreviaturas y acrónimos que se han utilizado a lo largo de la Memoria.

2

Determinación de la historia de formación estelar

El estudio de la Historia de Formación Estelar (HFE) de una galaxia dada, nos proporciona información sobre la evolución con el tiempo de las poblaciones estelares que la componen. La historia evolutiva de una galaxia está reflejada en su DCM, en el que encontramos estrellas de diversas edades en las diferentes etapas de su evolución. A través del análisis de la distribución de las estrellas en el DCM se puede deducir su HFE. En esencia el método para obtener la HFE a partir del DCM observado, consiste en compararlo con un DCM teórico hasta encontrar la combinación de poblaciones estelares que represente las características del DCM del sistema observado. Los pasos a seguir son:

1. Construir un DCM sintético utilizando modelos de evolución estelar.
2. Simular los efectos observacionales en el DCM sintético para obtener el que denominaremos DCM modelo.
3. Comparar los DCM observado y modelo.

En este Capítulo se pretende exponer los conceptos fundamentales, las bases teóricas, y el método utilizado para obtener la historia de formación estelar a través de un DCM. Veremos cómo se construye el DCM sintético utilizando el programa IAC-star, cómo se simulan los efectos observacionales a partir de los resultados de un test de estrellas artificiales, y cómo se comparan los DCM utilizando el código IAC-pop y la utilidad MinnIAC.

Consideramos que una tesis doctoral debe ser autoconsistente y por lo tanto debe incluir, aunque sea someramente, una descripción de las herramientas (IAC-star, IAC-pop, MinnIAC) que se utilizan. Estos códigos numéricos fueron desarrollados por el Grupo de Poblaciones Estelares del IAC y presentados a la comunidad científica a través de varios artículos (Aparicio & Gallart, 2004; Aparicio & Hidalgo, 2009; Hidalgo et al., 2011), a los cuales remitimos a los lectores que necesiten más detalles sobre los mismos.

2.1. IAC-star

Nuestro primer objetivo es obtener un DCM sintético. Para ello, vamos a utilizar el programa IAC-star (Aparicio & Gallart 2004), que a partir de modelos de evolución estelar, obtiene el DCM de un sistema estelar de características arbitrarias, definidas por el usuario, calculando para cada estrella su luminosidad L , temperatura efectiva T_{ef} , gravedad superficial g , y magnitudes en el sistema fotométrico requerido, junto a otros parámetros.

En un DCM, la distribución de las estrellas está determinada en gran medida por los procesos físicos que estas sufren durante su vida, siendo las zonas más densamente pobladas aquellas donde las estrellas pasan la mayor parte del tiempo. Esta información la aportan los modelos de evolución estelar a través de las librerías de evolución estelar, donde se recopilan las características físicas de las estrellas de acuerdo a sus masas, metalicidades y edades. Sabemos que las estrellas se forman a partir del medio interestelar que las rodea, con una distribución de masas iniciales y una tasa de natalidad variable. Pueden, o no, formar sistemas múltiples, siendo el más común de ellos un sistema binario (Duquennoy & Mayor, 1991; Raghavan et al., 2010). Todos estos parámetros deben tenerse en cuenta al calcular un DCM pues afectan a la distribución de estrellas en él, en algún grado. Para tenerlos en cuenta se introducen varias funciones que los representan: una ley de enriquecimiento químico (LEQ), una función inicial de masa (FIM), una tasa de formación estelar (TFE) y una función de binariedad $\beta(f, q)$.

Estas funciones, junto con otros elementos básicos para obtener un DCM sintético, se definen brevemente a continuación:

- **Librerías de evolución estelar**

Tienen en cuenta la física involucrada en la evolución estelar y nos proveen las temperaturas T_{ef} , luminosidades L y gravedades superficiales g de las estrellas en función de sus edades, masas y metalicidades.

- **Librerías de corrección bolométrica**

Permiten pasar del plano teórico ($T_{ef} - L$) al observacional (color - magnitud).

- **Función inicial de masa (FIM) $\Phi(m)$**

Es la función de distribución de las masas estelares al nacer. Asumimos una ley exponencial de la forma

$$\Phi(m) = Am^{-x}$$

donde x puede variar según el intervalo de masa.

- **Tasa de formación estelar (TFE) $\psi(t)$**

Es una función del tiempo que indica la cantidad de gas transformada en estrellas.

- **Ley de enriquecimiento químico (LEQ) $Z(t)$**

Proporciona la evolución en el tiempo de la composición química del gas a partir del cual se forman las estrellas.

- **Binariedad** $\beta(f, q_{min})$

Es una función que tiene en cuenta la fracción f de estrellas binarias y la relación $q = m_2/m_1$ entre las masas de ambas componentes. Se trata de una función de distribución cuadrada tal que $\beta(f, q) = f$ si $q_{min} \leq q \leq 1$ y 0 para cualquier otro valor.

IAC-star intenta ser lo más general posible, permitiendo variar parámetros tales como la FIM, la TFE, la LEQ y la función $\beta(f, q)$. También permite elegir entre varias librerías de evolución estelar: Padua (Bertelli et al. 1994; Girardi et al. 2000) y Teramo (Pietrinferni et al., 2004) y de correcciones bolométricas (Lejeune et al. 1997; Origlia & Leitherer 2000; Girardi et al. 2002; Castelli & Kurucz 2003).

Otros parámetros que pueden modificar –en menor grado– la distribución de las estrellas sobre el DCM, tal como el enrojecimiento diferencial interno, pueden ser considerados como factores externos al DCM y añadidos a posteriori.

En el Capítulo 5 (§5.1) se especifican las librerías y funciones –FIM, TFE, LEQ y β – que utilizaremos para construir el DCM sintético usando IAC-star. Este será un DCM global que contiene la información que le hemos suministrado y que usaremos como punto de partida para comparar con el DCM observado.

IAC-star construye un DCM sintético usando un método estocástico para generar, estrella a estrella, el DCM del sistema estelar. Partiendo de un número aleatorio, IAC-star determina la masa m y el momento de nacimiento t de cada estrella, de acuerdo a la función inicial de masas $\Phi(m)$ y a la tasa de formación estelar $\psi(t)$ respectivamente. La metalicidad se obtiene a través de la ley de enriquecimiento químico $Z(t)$ para el tiempo t recién calculado. La binariedad de cada estrella se decide usando nuevamente un número aleatorio y la función $\beta(f, q)$. Si la estrella resulta ser una binaria, se considera que la estrella ya calculada es la componente primaria (más masiva) y se repite el proceso para su compañera, asumiendo que tiene la misma edad y metalicidad que la componente primaria y una masa de acuerdo a la distribución de masas dada por $\beta(f, q)$.

Una vez que se conocen la masa, edad y metalicidad de cada estrella, se determina si la masa es lo suficientemente grande como para que la estrella se haya muerto. Si lo es, se descarta –aunque se tiene en cuenta el remanente para calcular su contribución a la masa del sistema– y si no, se retiene y se calcula su luminosidad L , temperatura efectiva T_{ef} y gravedad superficial g , mediante la interpolación en un conjunto de trazas evolutivas de la librería de evolución estelar elegida.

Finalmente, se interpolan –dentro de una librería de correcciones bolométricas– la luminosidad, temperatura efectiva y gravedad superficial, para obtener la magnitud y el color en el sistema fotométrico estándar y así poder tener el DCM sintético final.

Un ejemplo de un DCM sintético construido con IAC-star se puede ver en el panel izquierdo de la Fig. 2.1. Para obtenerlo se usó la librería de evolución estelar de BaSTI (Pietrinferni et al., 2004), la librería de correcciones bolométricas de Castelli & Kurucz (2003), una $\psi(t)$ constante desde hace 13 Ga, una ley de metalicidad $Z(t)$ lineal variando

desde $Z_i = 0.0001$ hasta $Z_f = 0.004$. Se adoptó la $\Phi(m)$ revisada de Kroupa et al. (2003) y se introdujo un 40 % de binarias con una relación de masas $q > 0.5$.

2.2. Efectos observacionales

Con el término “efectos observacionales” nos referimos a los efectos producidos por todas las fuentes de error que afectan a la fotometría de las estrellas. Estos errores son básicamente de dos tipos: los que se producen al realizar la observación –debidos a las limitaciones de la señal-ruido y a defectos del detector–, y los intrínsecos al objeto observado y a las condiciones de observación, en particular el *seeing*, de las que dependen el *crowding* y *blending* entre las estrellas. En sistemas estelares con una gran cantidad de estrellas, el límite de profundidad de la fotometría lo suele imponer el *crowding*.

Las consecuencias de los efectos producidos por el *crowding* son principalmente:

- Pérdida de estrellas, que afecta en mayor medida a objetos débiles.
- Cambios de color y magnitud, que dependen de la magnitud y el color de las estrellas. En general, medimos las estrellas con magnitudes más brillantes que las que realmente tienen. En cuanto al color, las estrellas azules tienden a medirse más rojas de lo que son, mientras que las estrellas rojas suelen medirse más azules. Estos cambios de color y magnitud se deben a la contribución de las estrellas no resueltas, que al ser medidas junto a estrellas resueltas ocasiona el *blending* o mezcla de ambos objetos, distorsionando su color –una estrella roja no resuelta cercana a una estrella azul provoca que el color de ésta sea más rojo y viceversa– y su magnitud –una estrella roja (o azul) no resuelta contribuye con su luz al aumento del brillo de una estrella cercana–.

Un análisis detallado de estos efectos puede verse en Aparicio & Gallart (1995) y Gallart et al. (1999). Los errores externos son mayores que los errores internos propios de la fotometría para una señal-ruido dada y son los que tendremos en cuenta al simular los errores observacionales.

Para cuantificar estos errores se usa un procedimiento que consiste en inyectar “estrellas artificiales” de magnitudes y colores conocidos, en las imágenes observadas. A continuación se realiza la fotometría en la misma forma que la fotometría de las imágenes originales y se analiza cuánto se han modificado las magnitudes y colores de las estrellas inyectadas.

La diferencia entre los valores recuperados e inyectados, así como la información de la cantidad de estrellas perdidas nos caracteriza los errores observacionales. Toda esta información se recoge en una tabla que denominaremos “tabla de *crowding*”.

Este procedimiento se explicará –y quedará más claro– más adelante (§5.1), cuando se aplique a nuestro caso en particular.

Para simular los efectos observacionales en el DCM sintético se considera cada una de sus estrellas y se la compara con una estrella extraída al azar entre todas las estrellas de la tabla de *crowding* con color y magnitud dentro de un intervalo pequeño alrededor del color

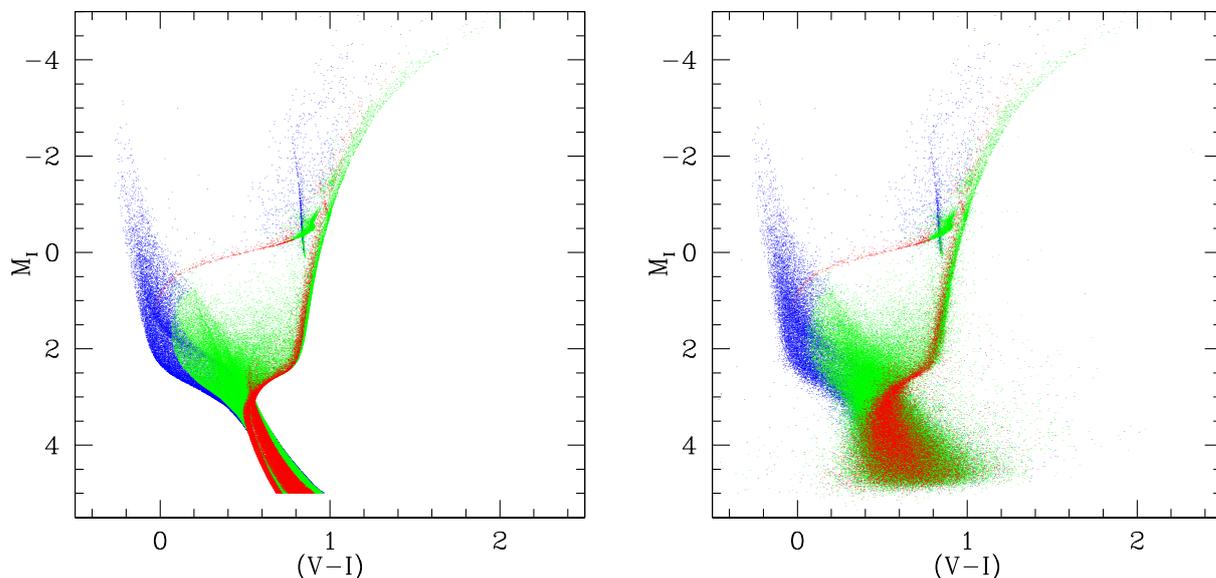


Figura 2.1: Panel izquierdo: DCM sintético obtenido con una ley de enriquecimiento químico variando linealmente entre $Z=0.0001$ y $Z=0.004$, edades que van desde el momento actual hasta hace 13 Ga y formación estelar constante. Se muestran en distintos colores diferentes poblaciones estelares: en rojo estrellas viejas (edad > 10 Ga), en verde estrellas de edad intermedia (1 a 10 Ga) y en azul a las estrellas jóvenes (< 1 Ga). Panel derecho: mismo DCM sintético sobre el que se han simulado errores observacionales. Puede observarse como se dispersan las diferentes poblaciones cuya identificación es la misma que en la del panel izquierdo

y magnitud de la estrella sintética. Si esa estrella extraída estaba marcada como perdida, entonces se elimina la estrella del DCM sintético. Si fue recuperada, se calcula la diferencia entre la magnitud inyectada y la recuperada, y esta diferencia se le agrega a la estrella sintética, simulando así su error observacional.

El poder del método reside en que no utiliza modelos ni aproximaciones analíticas introducidas en el proceso de la simulación, y en que proporciona una representación completa de todos los efectos observacionales en el DCM sintético.

El procedimiento de cálculo de errores observacionales a partir de estrellas artificiales fué introducido por Stetson & Harris (1988). El método de simulación de estos errores observacionales en el diagrama sintético, para que sea comparable al observado, fué desarrollado por el Grupo de Poblaciones Estelares del IAC. Ver, por ejemplo Aparicio & Gallart (1995), Gallart et al. (1999).

En el panel derecho de la Fig. 2.1 se muestran, de manera ilustrativa, los efectos que producen los errores observacionales sobre el DCM obtenido en la sección anterior. Este DCM ha sido dispersado con los resultados obtenidos al realizar las pruebas de *crowding* de uno de los campos de LMC que se analizan en esta Tesis y que se describirán más adelante. Al DCM sintético al que se le han simulado los efectos observacionales lo denominaremos DCM modelo.

2.3. IAC-pop

IAC-pop es un código que resuelve la HFE de un sistema estelar complejo, a través del análisis de su DCM y de su comparación con DCM modelos.

Se parte de la suposición de que el tiempo y la metalicidad son las variables más importantes en el problema y se considera a la HFE como una función de ambas variables, es decir $\psi(t, z)$. Definimos la HFE como una función $\psi(t, z)$ donde $\psi(t, z)dt dz$ es la cantidad de estrellas formadas en el intervalo de tiempo $[t, t + dt]$ y en el intervalo de metalicidad $[z, z + dz]$ por unidad de tiempo y de metalicidad.

La función inicial de masas y la función de binarias se consideran auxiliares pero la solución de la HFE depende de las hipótesis hechas sobre ellas. Otros parámetros que afectan la solución que encontremos de $\psi(t, z)$ son la distancia y el enrojecimiento, incluido el enrojecimiento diferencial.

El enfoque adoptado para resolver la HFE se basa en los mismos principios introducidos por Aparicio et al. (1997) y explicado con detalle en Aparicio & Hidalgo (2009). Una vez que se han simulado los errores observacionales sobre el DCM sintético para obtener el DCM modelo (*mDCM*), se seleccionan sus estrellas según la edad y metalicidad, agrupándolas en poblaciones simples $\psi_i(t, z)$, es decir según pequeños intervalos de edad y metalicidad. De forma rigurosa, las $\psi_i(t, z)$ se definen como:

$$\psi_i(t, z) = \begin{cases} 1 & \text{si } t_i \leq t < t_i + \delta t; z_i \leq z < z_i + \delta z \\ 0 & \text{en otro caso} \end{cases}$$

Si llamamos n al número de intervalos de edad y m al número de intervalos de metalicidad, tendremos que cualquier población total del sistema $\psi(t, z)$ puede expresarse como una combinación lineal de las $\psi_i(t, z)$:

$$\psi(t, z) = A \sum_{i=1}^{n \times m} \alpha_i \psi_i(t, z); \quad \alpha_i \geq 0 \quad (2.1)$$

donde A es una constante de normalización y los α_i son coeficientes que indican la contribución de cada población simple a la población estelar total. Estrictamente $A \alpha_i \psi_i(t, z)$ es el valor de la tasa de formación estelar de la población simple i .

Cada población simple tiene un DCM asociado que llamaremos DCM de la población simple i (*pDCM_i*). Analogamente a la Ec. 2.1 podemos escribir al DCM de la población total del sistema como una combinación lineal de los *pDCM*, con los mismos coeficientes:

$$mDCM = A \sum_i \alpha_i pDCM_i \quad (2.2)$$

Los *pDCM_i* se extraen del DCM modelo y se pueden cambiar mediante la selección de diferentes edades y rangos de metalicidad, que también definen a las poblaciones simples $\psi_i(t, z)$. El DCM modelo será comparado con el DCM observado (*oDCM*). Para hacerlo se utiliza la estrategia de dividir a cada *pDCM* y *oDCM* en “cajas” y se cuenta la cantidad

de estrellas en cada una de ellas. En el *oDCM* se cuentan todas las estrellas encerradas en cada caja j (O^j), mientras que en el *mDCM* el conteo en cada caja se realiza para cada población simple i (M_i^j), con lo cual:

$$M^j = A \sum_i \alpha_i M_i^j$$

IAC-pop emplea un algoritmo genético ¹(PIKAIA; Charbonneau (1995)) para encontrar los coeficientes α_i que minimizan una función de mérito –función que evalúa la calidad de la correspondencia entre dos valores, en este caso O^j y M_i^j –. La función de mérito utilizada es la χ^2 modificada de Mighell (1999):

$$\chi^2 = \sum_j \frac{[O^j + \min(O^j, 1) - M^j]^2}{O^j + 1}$$

En otras palabras IAC-pop se encarga de encontrar los coeficientes α_i de la Ec. 2.2 que minimizan a χ^2 resultante de comparar el conteo de estrellas en *oDCM* y *mDCM*.

La bondad de la solución puede ser caracterizada definiendo el χ^2 reducido como $\chi_\nu^2 = \chi^2/\nu$, donde ν es el número de grados de libertad. En nuestro caso $\nu = k - (n \times m)$, siendo k es número de cajas definidas en el DCM.

Se pueden utilizar varios criterios de elección de las cajas que muestrean al DCM. El más simple es utilizar una malla uniforme y contar las estrellas dentro de cada caja. Sin embargo, no todas las regiones del DCM ni todas las fases evolutivas contienen información de la misma calidad. Una alternativa es dar mayor peso a las regiones donde el modelo de evolución estelar se conoce mejor (como la MS o la rama sub-gigante), donde la densidad de población es mayor, o, donde la fotometría es más precisa. Para ello, vamos a introducir lo que Aparicio & Hidalgo (2009) denominaron *bundles* (ver Fig. 2.2), estos son “entornos” o macro-regiones en el DCM que se pueden subdividir en cajas de diferentes dimensiones. El número y tamaño de las cajas en cada entorno determina el peso de esa región. Este enfoque es eficaz y flexible por dos razones. En primer lugar, permite un muestreo más detallado en las regiones del DCM donde los modelos se ven menos afectados por las incertidumbre de los procesos físicos. En segundo lugar, el tamaño de las cajas puede incrementarse para disminuir el impacto en la solución, en aquellas regiones donde la cantidad de estrellas observadas podría introducir ruido debido a la pobre estadística, o donde se tiene menos confianza en las predicciones de la evolución estelar.

IAC-pop ofrece una solución para un conjunto de datos y parámetros dados. También puede ofrecer varias soluciones para el mismo conjunto al cambiar la semilla del generador de números aleatorios inicial. Sin embargo, todas estas soluciones son sensibles a otras funciones y parámetros de entrada. Para analizar mejor sus efectos, podemos dividirlos en cuatro grupos. El primero y principal son los “parámetros de muestreo”: cantidad y límites de los *pDCMs* y el criterio para definir los entornos y la malla de muestreo de los DCM. En

¹Un algoritmo genético es una técnica heurística de búsqueda que incorpora, en lenguaje matemático, la noción biológica de la evolución por medio de la selección natural.

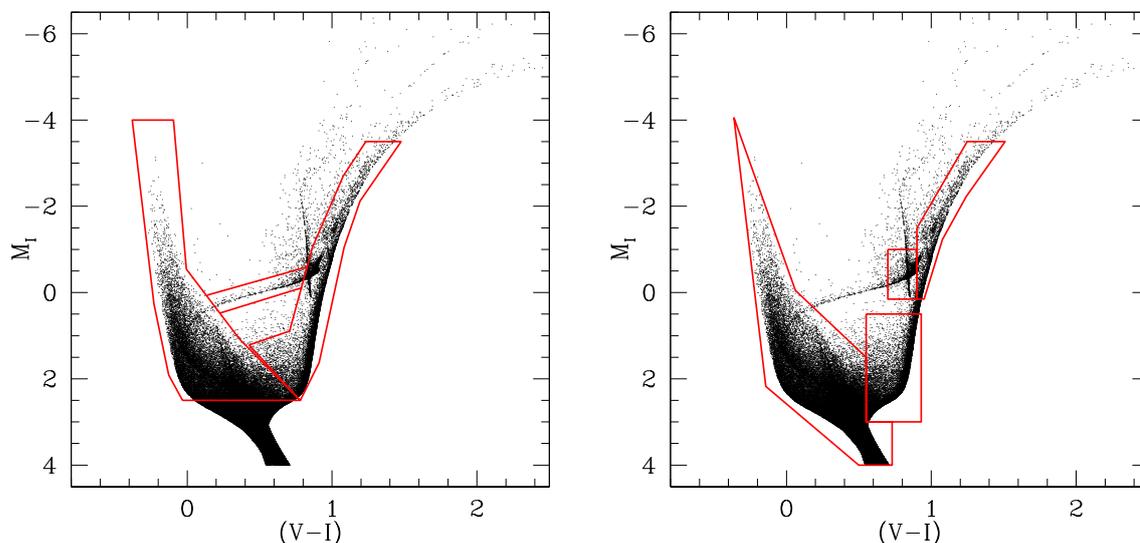


Figura 2.2: Diferentes elecciones de los entornos, realizadas sobre el DCM sintético de la Fig. 2.1.

segundo lugar, los “parámetros externos”: punto cero de la fotometría, módulo de distancia y enrojecimiento. En tercer lugar, “funciones modelos” que son las funciones que definen al DCM sintético: fundamentalmente $\Phi(m)$, y $\beta(f, q)$ (ver Aparico & Hidalgo 2009). Por último, las “librerías externas”: principalmente las librerías de evolución estelar y de correcciones bolométricas. La limitación y la medición de los efectos de todos estos elementos en la solución de la HFE requiere miles de ejecuciones de IAC-pop con diferentes conjuntos de entrada. La gestión de este proceso la realiza la tarea MinnIAC. Los efectos de los cuatro grupos reciben un trato diferente. En general, las soluciones obtenidas con diferentes parámetros de muestreo se promedian siendo la raíz cuadrática media de las desviaciones un buen estimador del error interno de la solución. En cuanto a los parámetros externos y a las funciones modelos, el conjunto que generalmente se adopta es el que tiene el mejor χ^2_ν . En cuanto a las librerías externas, se podría adoptar la solución con el mejor χ^2_ν , sin embargo, por lo general, se conservan todas las soluciones ya que sus diferencias son una indicación de los errores externos asociados a dichas librerías.

MinnIAC es un conjunto de rutinas desarrolladas específicamente para gestionar el proceso de selección de los parámetros del muestreo, la creación de los conjuntos de datos de entrada, y las soluciones promedios. Con respecto a la selección de parámetros y datos de entrada, MinnIAC se emplea para dos tareas: (i) dividir el *mDCM* en sus correspondientes *pDCM* –de acuerdo a los rangos de edad y metalicidad seleccionados– y, (ii) definir los entornos y cajas de los DCM y contar en ellos la cantidad de estrellas. Con esta información, MinnIAC crea los ficheros de entrada para cada ejecución de IAC-pop. En cada proceso de búsqueda de la solución de la HFE, MinnIAC se encarga de utilizar –en forma automática– varias elecciones de poblaciones simples y diferentes tamaños del muestro. Para ello solo necesita un fichero que le especifique las ubicaciones de los entornos, el tamaño de la malla, los rangos de edad y de metalicidad, y los desplazamientos desde la posición inicial que ha

de hacerse sobre la malla y , sobre la edad y metalicidad (para modificar a las poblaciones simples) cada vez que se ejecuta IAC-pop. Un segundo módulo de MinnIAC se utiliza para promediar las soluciones que ha encontrado IAC-pop, calcular los errores en cada intervalo de edad y metalicidad, y de la representación gráfica de las soluciones obtenidas.

La eficiencia, autoconsistencia y estabilidad de la solución del código IAC-pop han sido testadas por los autores a través de una serie de pruebas que en esencia consiste en resolver una distribución de edad y metalicidad conocidas (DCM test) usando diferentes elecciones de los entornos y cajas, como también utilizando diferentes librerías de evolución estelar (Aparicio & Hidalgo, 2009; Hidalgo et al., 2011). Concluyen que el algoritmo es muy robusto frente a cambios en el muestreo siempre y cuando se utilicen las mismas librerías de evolución estelar (en ambos DCM: sintético y test que hace de observado). Trabajar con datos reales (DCM sintético y DCM observado) es análogo a utilizar diferentes librerías de evolución estelar para construir al DCM sintético y al DCM test, para los cuales se ha demostrado que existe una limitación en la resolución temporal (malla de edad). En el caso de un DCM observado que alcanza los puntos de giro más viejos con buena precisión, se estimó que la resolución temporal está limitada a 0.5 - 1 Ga para estrellas con edades entre 1 y 6 Ga, mientras que para estrellas con edades > 6 Ga es de 1 - 2 Ga (Aparicio & Hidalgo, comunicación privada).

Las librerías de evolución estelar difieren en algunos –o varios– parámetros físicos (ver un resumen de ellos en la Tabla 1 de Gallart et al. 2005), estas diferencias se traducen en diagramas color-magnitud algo diferentes entre sí, que conducirán a historias de formación estelar (a través de su comparación con el DCM observado) que presentan las mismas características generales. Esto puede verse en las figuras 8 y 9 de (Noël et al., 2009) que muestran la HFE de varios campos de la SMC obtenidas con la librería de Pietrinferni et al. (2004) y Bertelli et al. (1994) respectivamente, y/o en la Tabla 4 de Hidalgo et al. (2009) donde se dan los valores derivados de la HFE para Phoenix (masa, TFE, metalicidad y edad) calculados con 2 librerías de evolución estelar diferentes.

3

Datos

3.1. Observaciones y reducción

Las imágenes analizadas en este trabajo se obtuvieron con la cámara Mosaic II montada en el foco primario del telescopio Blanco en Chile. Este telescopio tiene un diámetro de 4 metros y pertenece al CTIO (Cerro Tololo Interamerican Observatory).

La cámara con la cual se realizaron las observaciones, está compuesta por un conjunto de 8 CCDs de 2048×4096 píxeles cada uno, dispuestos en un mosaico de 4×2 , permitiendo obtener imágenes de $36' \times 36'$. La resolución de la cámara Mosaic II es $0.27'' \text{ pixel}^{-1}$. La Tabla 3.1 resume algunas de sus características.

Se observaron 3 regiones ubicadas al Norte de la barra de LMC según muestra la Fig. 3.1. Estos campos están ubicados a 4.0° , 5.5° y 7.1° hacia al Norte del centro dinámico del HI¹ de la LMC y fueron observados en 2 campañas, una en 1999 con 3 noches –30 de noviembre, 1 y 3 de diciembre–, y una en 2001 con 2 noches –17 y 18 de enero–, siendo el *seeing* promedio de $1''$ excepto para el campo LMC1 que fue de $1.4''$. Para cada campo se obtuvieron varias exposiciones –cortas y largas– en las bandas *V* e *I*. En la Tabla 3.2 se muestra el detalle de los campos observados.

Durante las noches fotométricas se observaron campos con estrellas estándar tomadas del catálogo de Landolt (1992), con el fin de determinar las ecuaciones de transformación al sistema estándar (*V*, *I*). Los campos de estrellas estándar observados fueron SA92, SA95, SA98 y SA104.

Las imágenes fueron reducidas y calibradas en una etapa anterior a este trabajo de Tesis. Sin embargo podemos decir que la reducción se realizó de la manera indicada en el manual del usuario: *CTIO Mosaic II Imager User Manual* (Schommer et al., 2000), usando el paquete MSCRED de IRAF. Cada imagen fue corregida por *bias*, *flatfield* y *fringing*.

¹ $\alpha = 5^h 17^m 36^s$, $\delta = -69^\circ 02'$ (Kim et al., 1998)

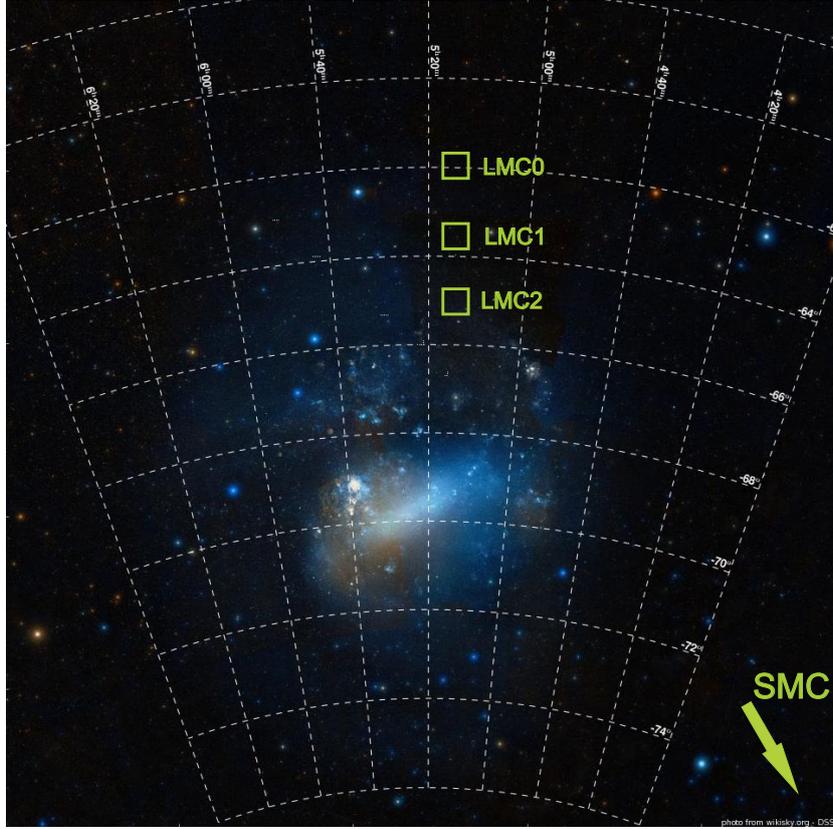


Figura 3.1: Distribución espacial de los campos observados. Crédito de la imagen: wikisky.org – DSS2

Tabla 3.1: Características del CCD instalado en el telescopio Blanco CTIO

Detector	8 SITe 2048×4096
Área	36'×36'
Escala [pixel ⁻¹]	0.27"
Ganancia [e ⁻ /ADU]	~ 2
Ruido de lectura [e ⁻]	~ 6-8

Tabla 3.2: Diario de las observaciones

Campo	α_{2000}	δ_{2000}	d ^a	Exposición V (seg)	Exposición I (seg)	seeing
LMC0	5 ^h 13 ^m	-61°59'	7.1°	1×2+3×6+3×15+1×60+6×900	1×2+2×6+1×10+1×60+8×600	1"
LMC1	5 ^h 13 ^m	-63°33'	5.5°	1×6+1×60+5×800	1×6+1×60+10×600	1.4"
LMC2	5 ^h 14 ^m	-65°03'	4.0°	1×2+1×6+1×60+1×500+2×600	1×2+1×6+1×60+4×600+1×800	1"

^a Distancia desde el centro dinámico del HI de la LMC, $\alpha_{2000} = 5^h 17^m 36^s$, $\delta_{2000} = -69^\circ 02'$

3.2. Fotometría

Existen dos formas típicas de hacer la fotometría de objetos estelares: fotometría de apertura y fotometría de PSF –*Point Spread Function*, o de ajuste de perfil–. Cuando los campos son muy poblados y las estrellas se solapan unas con otras –lo que se denomina *crowding*– se utiliza este último método.

Se basa en determinar la función que ajusta el perfil de las estrellas presentes en el campo observado, para después hallar el flujo de cada una, no sumando los valores de los píxeles que ocupan, sino evaluando el volumen de la PSF. Se sabe que las estrellas producen sobre el CCD un perfil de brillo tridimensional que se puede aproximar por una función moffatiana (Moffat, 1969) cuyos parámetros se mantienen aproximadamente constantes en todas las estrellas de una imagen (excepto por la intensidad de la estrella) puesto que están sometidas a las mismas condiciones atmosféricas e instrumentales. En ocasiones, se puede considerar una variación lineal o cuadrática de los parámetros de la PSF en función de la posición en el CCD. Se pretende entonces determinar el flujo debajo de la moffatiana de cada estrella para luego transformarlo a la magnitud instrumental correspondiente.

3.2.1. Fotometría de PSF

Se comenzó examinando cada imagen para obtener su FWHM, valor que es necesario, junto con la ganancia y el ruido de lectura del CCD, ver Tabla 3.3, para definir los ficheros de parámetros que alimentan la serie de programas DAOPHOT/ALLSTAR/ALLFRAME (Stetson 1987 y 1994) encargados de realizar la fotometría.

Se descompuso cada imagen en sus 8 chips y se trabajó por chip. Para facilitar la realización de la fotometría se utilizaron una serie de *scripts* de shell que automatizaron, en ciertas partes, la fotometría.

En cada imagen se buscaron los objetos estelares que exceden el nivel de ruido del cielo en al menos 3σ . Luego se realizó la fotometría de apertura y se determinó el brillo del cielo

Tabla 3.3: Valores de la ganancia y el ruido de lectura para los 8 chips de la cámara Mosaic II

CCD	Ganancia (e^-/ADU)	Ruido de lectura (e^-)
1	2.6	6.1
2	2.7	7.8
3	2.3	7.9
4	2.4	7.8
5	1.8	7.1
6	2.0	8.0
7	2.7	5.8
8	3.3	7.7

para cada estrella. Del catálogo de estrellas se seleccionaron 150 - 200 estrellas para calcular la forma de la PSF para cada imagen (“estrellas de PSF”), con los siguientes criterios: deben ser estrellas brillantes que no estén saturadas ni cerca del límite de saturación del CCD, no deben estar muy cerca de los bordes de la imagen y deben tener un perfil de brillo libre de contaminación por estrellas vecinas. A continuación se calculó un modelo de PSF preliminar haciendo un primer ajuste sólo con funciones analíticas para evitar confundir características de las estrellas de PSF con alteraciones en el perfil debidas a la presencia de estrellas vecinas.

Con ALLSTAR se realizó el ajuste simultáneo de la función analítica elegida (una mofatiana con $\beta = 2.5$) a los perfiles de todas las estrellas, estableciendo las coordenadas, magnitudes y errores de cada una. De esta manera se tiene la fotometría de PSF de todas las estrellas de cada imagen. A continuación se sustraen las estrellas vecinas a las estrellas de PSF obteniéndose una imagen limpia en los alrededores de las estrellas de PSF. Sobre esta imagen sustraída se realizó un examen visual para eliminar objetos no estelares, estrellas saturadas, o estrellas mal sustraídas. Se obtiene una lista refinada de estrellas de PSF sobre la cual, mediante un proceso iterativo, se fue variando la forma de la PSF (desde un ajuste lineal hasta una PSF variable cúbicamente con la posición en x e y en el chip) buscando la que mejor ajuste al perfil real de las estrellas en cada imagen. En este proceso, la PSF se compone de una parte analítica más una tabla de residuos.

Una vez obtenida la PSF se calculó nuevamente –utilizando ALLSTAR– las coordenadas y magnitudes finales de todas las estrellas encontradas en cada imagen, así como una estadística del ajuste mediante los parámetros σ , CHI y SHARP². Este procedimiento se realizó independientemente en las bandas V e I para cada una de las imágenes de cada uno de los campos (trabajando por chip). Con ALLFRAME ajustamos simultáneamente la PSF a todas las estrellas de todas las imágenes. La entrada de ALLFRAME es un fichero con las transformaciones de coordenadas de cada imagen con respecto a una única imagen de referencia, y un fichero con las posiciones y la fotometría preliminar para las estrellas en las imágenes. La salida proporciona un cálculo final preciso de las coordenadas, magnitudes y errores en la fotometría de cada estrella y la estadística del ajuste.

Todas las magnitudes instrumentales para diferentes noches y filtros se combinaron y llevaron al mismo sistema de coordenadas (el de la imagen de mejor calidad) utilizando DAOMASTER (Stetson, 1994).

Finalmente se seleccionaron estrellas con buenos indicadores – σ , CHI y SHARP– de calidad de la fotometría para formar parte del catálogo final. En la columna 6 de la Tabla 3.4 pueden verse la cantidad de estrellas seleccionadas, para cada campo, según los valores de

² σ representa el error estándar de la magnitud de la estrella, indicando el error que se produce en el ajuste entre el perfil del modelo de la PSF y el perfil real del objeto. Un valor alto de σ puede corresponder a un objeto no estelar o a una estrella muy débil. **CHI** es una medida adimensional del acuerdo entre el perfil de brillo observado para un objeto dado y el modelo de la PSF para la imagen en la cual es medido. Para una estrella ideal CHI debería ser 1. **SHARP** es un parámetro que describe la anchura del perfil real del objeto comparado con el perfil del modelo. Un SHARP muy positivo indica que el objeto medido es una galaxia y un SHARP muy negativo indica que el objeto es un rayo cósmico.

Tabla 3.4: Cortes en σ , CHI y SHARP realizados para trabajar con una buena calidad en la fotometría

	σ_V	σ_I	CHI	SHARP	Cantidad de estrellas conservadas
LMC2	≤ 0.1	≤ 0.1	≤ 8	< 1	287774
LMC1	≤ 0.1	≤ 0.1	≤ 8	< 1	113678
LMC0	≤ 0.1	≤ 0.1	≤ 4	< 0.5	71916

σ , CHI y SHARP (columnas 2 a 5) que se han escogido para asegurarnos una buena calidad fotométrica. Este criterio de selección se realizó observando cuidadosamente el DCM tras cada corte propuesto hasta quedarnos con los cortes (en σ , CHI y SHARP) que mostraron un DCM “limpio” sin una pérdida excesiva de estrellas.

En la Fig. 3.2 se muestran –en rojo– todas las estrellas medidas en la fotometría y las que se van a conservar –señaladas en negro– como estrellas con buena calidad, es decir con el criterio de cortes adoptado según muestra la Tabla 3.4.

3.3. Pruebas de *crowding* y factor de completitud

Habíamos visto en §2.2 que en la práctica, el límite de la fotometría lo impone el *crowding* y que a través de un test usando estrellas artificiales se podían cuantificar los errores observacionales. Ahora vamos a aplicar este procedimiento a cada uno de los campos de la LMC. A modo de ejemplo mostramos en la Fig. 3.3 una imagen V del campo LMC2 –el más próximo al centro de la LMC– compuesto por 8 chips, donde puede apreciarse la alta densidad de estrellas.

Una prueba de *crowding* consiste en inyectar un cierto número de estrellas artificiales de magnitud conocida en las imágenes observadas. Luego se realiza, exactamente del mismo modo en que se realizó la fotometría de cada campo, la fotometría de las imágenes conteniendo las estrellas reales y las artificiales. Finalmente se compara el número de estrellas artificiales inyectadas y recuperadas obteniendo así la completitud; la diferencia entre las magnitudes inyectadas y las recuperadas nos proporciona una medida de los errores de la fotometría.

Se realizaron varias pruebas de *crowding* para cada campo: 30 para LMC0 y 32 para los campos LMC1 y LMC2. En cada una de ellas inyectamos 15520 estrellas por chip. Esta cantidad se ha calculado de modo tal que la luz de una estrella artificial no afecte, o afecte poco, a su vecina –también artificial–, efecto conocido como *overcrowding*. La distancia mínima canónica –distancia a la cual las estrellas artificiales no se tocan entre sí– es $(2 \times R_{PSF} + 1)$, donde R_{PSF} es el radio de la PSF³. Sin embargo, esta distancia no es eficiente para añadir grandes cantidades de estrellas artificiales en la imagen. Un criterio menos restrictivo es

³El radio de PSF (R_{PSF}) es el radio máximo de las estrellas en las imágenes observadas y el radio de *fitting* (R_{FIT}) es el radio del círculo dentro del cual se define a la PSF.

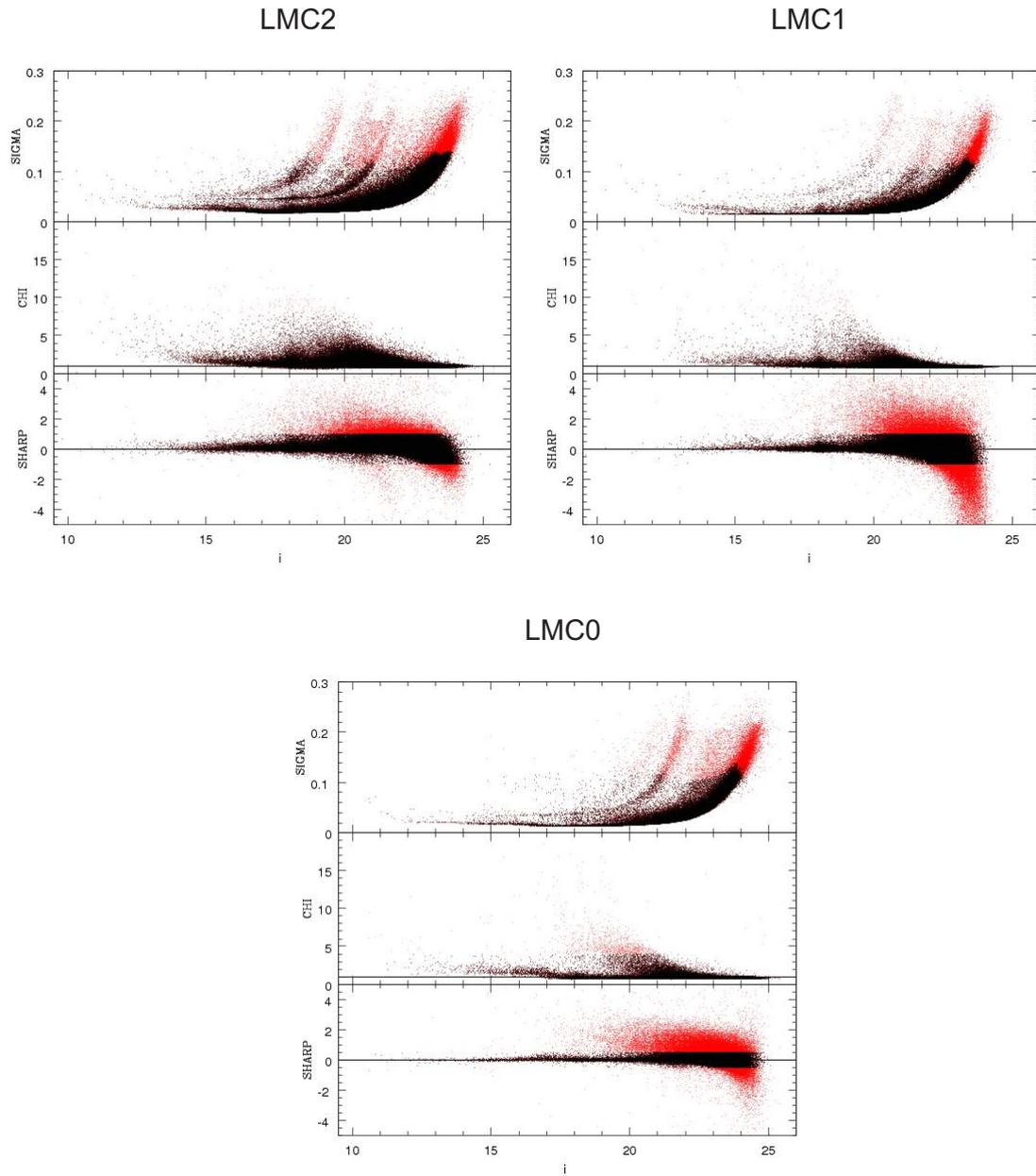


Figura 3.2: Representación de los parámetros de ajuste de la PSF: σ , CHI y SHARP para los resultados finales de la fotometría en los filtros V e I para los diferentes campos de la LMC. Se muestran en rojo todas las estrellas medidas y en negro las que cumplen con los criterios de σ_V , σ_I , CHI y SHARP indicados en la Tabla 3.4 y que se seleccionan para el análisis del DCM, como estrellas con buena calidad.

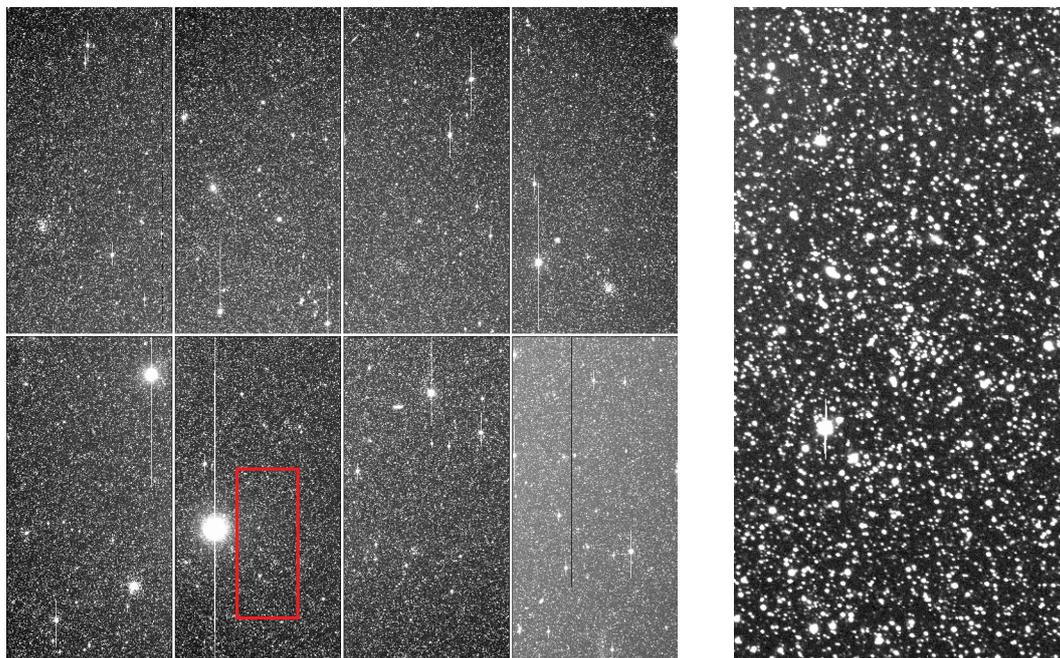


Figura 3.3: Imagen típica de un campo con *crowding*, en este caso es el campo LMC2 en el filtro *V* y con 600 s de exposición. En cada uno de los 8 chips que componen la imagen inyectamos 15520 estrellas artificiales distribuidas según una malla de triángulos equiláteros de lado 25 píxeles. La imagen tiene un tamaño de 2048×4096 píxeles. La región señalada en rojo se muestra ampliada en el panel derecho

usar la distancia ($R_{PSF} + R_{FIT} + 1$) aprovechando que ALLSTAR/ALLFRAME escala la PSF a cada estrella usando sólo la información del radio de *fitting* (R_{FIT}). Gallart et al. (1999) han determinado empíricamente que una distancia aún menor no produce efectos indeseables. Teniendo en cuenta las dimensiones de nuestras imágenes (2048×4096 píxeles) y los valores promedio del radio de la PSF y del radio de *fitting*, calculamos que es posible añadir 15520 estrellas a cada chip, distribuidas según una malla de triángulos equiláteros de lado 25 píxeles.

Las magnitudes de las estrellas a inyectar en cada imagen –124160 estrellas (repartidas a razón de 15520 en cada uno de los 8 chips)– se extrajeron de un DCM construido con IAC-star. Este DCM sintético contiene la mayoría de las estrellas (el 62 %) en su parte más débil ($M_I > 3.5$). Para muestrear adecuadamente la parte brillante del DCM, realizamos además un cierto número de pruebas con un DCM limitado a $M_I < 3.5$.

Las magnitudes de estas estrellas a inyectar se deben transformar a magnitudes instrumentales. A continuación, usando la lista de posiciones y magnitudes, se inyectan estas estrellas artificiales en cada imagen utilizando la tarea ADDSTAR⁴ de DAOPHOT. Una vez inyectadas, se sigue el mismo procedimiento que se usó para obtener la fotometría de las imágenes originales.

⁴ADDSTAR (Stetson, 1994) se encarga de agregar el perfil modelo de la PSF, en cada imagen, luego de haberlo escalarlo (a las magnitudes dadas) y ubicándolo en la posición requerida.

Los resultados de la fotometría conteniendo las estrellas reales y las artificiales, nos permiten conocer con qué magnitudes se han recuperado las estrellas artificiales inyectadas. En base a esto se construye una tabla con las magnitudes inyectadas y recuperadas de cada estrella artificial, así como con la información de si una determinada estrella se ha perdido en el proceso. Esta tabla contiene la información necesaria para simular los efectos observacionales de la fotometría en el DCM sintético y, también nos permite calcular el factor de completitud. En la Tabla 3.5 se da el número de estrellas observadas (columna 2), inyectadas (columna 3) y recuperadas (columna 4) para cada campo.

El cociente entre el número de estrellas recuperadas y el número de estrellas inyectadas en cada intervalo de magnitud es el factor de completitud como función de la magnitud. En la Fig. 3.4 se muestra –para cada campo de la LMC– el valor del factor de completitud. En ella se observa que en el extremo más brillante, la completitud es aproximadamente del 100 %, mientras que para las estrellas más débiles, la completitud es menor, disminuyendo más rápidamente para los campos más internos (LMC2 y LMC1), como era de esperar debido al mayor *crowding* hacia el centro de la galaxia.

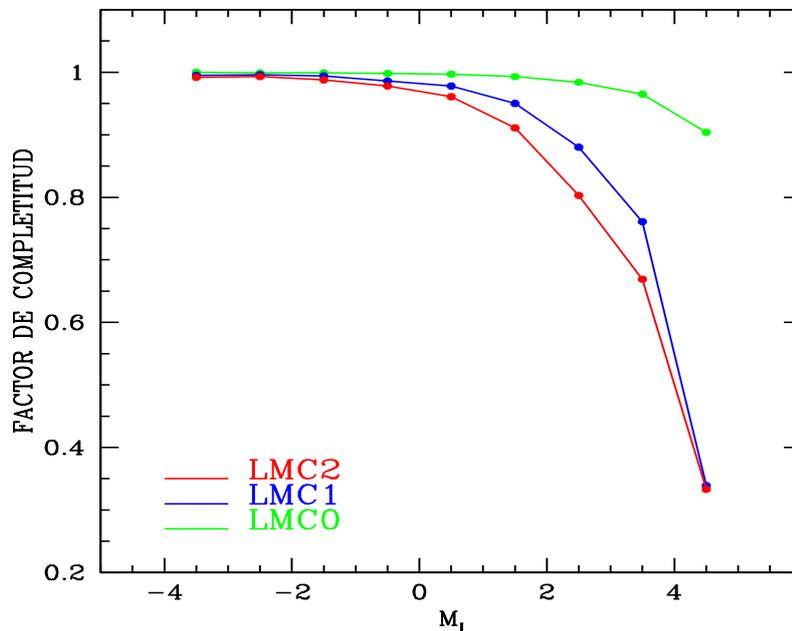


Figura 3.4: Factor de completitud en función de la magnitud I basados en los test de estrellas artificiales realizados para cada uno de los 3 campos de la LMC.

Tabla 3.5: Estrellas observadas, inyectadas y recuperadas en cada campo

Campo	$N_{\star obs}$	$N_{\star iny}$	$N_{\star rec}$
LMC2	287774	3973120	1729910
LMC1	113678	3973120	2397615
LMC0	71916	3724800	2839429

4

Diagramas color-magnitud de la Gran Nube de Magallanes

Cuando una galaxia se encuentra lo suficientemente cerca –como es el caso de la LMC–, es posible el estudio de su contenido estelar a través del DCM, que provee una “instantánea” del estado evolutivo de las estrellas detectadas. Por otra parte, un DCM profundo que alcanza los puntos de giro más viejos de la secuencia principal, nos muestra estrellas nacidas durante toda la vida de la galaxia. En este sentido, el DCM proporciona una especie de “registro fósil” a partir del cual podemos estudiar cual ha sido el proceso de formación y evolución de la galaxia, a través de la reconstrucción de su HFE.

Analizando someramente un DCM profundo, se puede obtener una descripción cualitativa de las poblaciones estelares presentes en un sistema estelar. La presencia de estrellas en ciertas fases evolutivas indica que la formación de estrellas se llevó a cabo en una u otra época de su existencia, bajo determinadas condiciones medioambientales –fundamentalmente la composición química– que dejaron su “huella” en la metalicidad de cada estrella. Por ejemplo, la presencia de RR-Lyrae indica una población vieja y de baja metalicidad; una gran cantidad de estrellas en la RGB indica la existencia de estrellas con edades intermedias a viejas. Lo mismo puede decirse para un *red clump* bien poblado, mientras que una *red tail* bien desarrollada de estrellas en la AGB señala la presencia de este mismo tipo de estrellas (edades intermedias a viejas) pero con una metalicidad relativamente alta, e incluso unas pocas estrellas azules y brillantes ponen en evidencia que ha habido formación estelar muy reciente.

En este Capítulo presentamos los DCM obtenidos para cada uno de los campos de la LMC y describimos someramente su morfología resaltando sus principales características. Luego, realizamos un análisis un poco más sofisticado para intentar acotar las edades y metalicidades de las diferentes poblaciones estelares presentes en cada campo. Esto lo hacemos mediante la superposición de isocronas teóricas a las características más importantes de los DCM. El análisis en profundidad de la HFE se presenta en el Capítulo 5

4.1. Los diagramas color-magnitud

En la Fig. 4.1 se presentan los DCM obtenidos con todas las estrellas medidas (color rojo) y con las estrellas seleccionadas (color negro) usando –tal como se comentó en §3.2.1– los límites y parámetros de forma proporcionados por ALLFRAME (ver Tabla 3.4). Con estos cortes conservamos 287774, 113678 y 71916 estrellas para los campos LMC2, LMC1 y LMC0 respectivamente. El límite de magnitud de la fotometría está entre $I = 23.3$ y $I = 23.8$ magnitudes (campo LMC1 y LMC0).

Lo primero que puede apreciarse es que el DCM del campo LMC0 es más profundo que los demás. Esto se debe a la combinación de un tiempo de integración alto con el buen *seeing* de las imágenes (ver Tabla 3.2). Nótese, por ejemplo, que el tiempo de exposición del campo LMC0 es comparable al del campo LMC1, pero el *seeing* medio es bastante mayor en este último caso, lo que da lugar a un DCM sustancialmente menos profundo. El campo LMC2, aún teniendo un tiempo de integración aproximadamente mitad que el campo LMC1, presenta un DCM más profundo gracias al buen *seeing* de las imágenes.

Para tener una idea general de las poblaciones presentes en cada campo, superpondremos, a los DCM, isocronas teóricas que nos daran información sobre las edades y metalicidades de las estrellas que forman cada población estelar. Un paso previo a este análisis cualitativo, es transformar los DCM observados de magnitudes aparentes a magnitudes absolutas y libres de enrojecimiento. Para corregir de enrojecimiento se han usado las relaciones establecidas por Schlegel et al. (1998)

$$\begin{aligned} A_V &= 3.315 E_{B-V} \\ A_I &= 1.940 E_{B-V} \end{aligned}$$

para las bandas V e I de Landolt, donde se utilizan los valores de enrojecimiento E_{B-V} dados por los mapas de extinción de IRAS/COBE (Schlegel et al., 1998), siendo $E_{B-V} = A_B - A_V$. Para el campo más interno no es posible obtener este valor a través de los mapas de extinción, pues COBE no resuelve la estructura de temperaturas de la parte central de la LMC. En este caso, Schlegel et al. (1998) estimaron un enrojecimiento típico de $E_{B-V} = 0.075$ a partir de la emisión de polvo en una región circundante. Como este valor no es preciso, hemos estimado el valor medio de la extinción en el campo más próximo al centro de la LMC (LMC2) exigiendo un buen ajuste del DCM con las isocronas que se superponen –ver más adelante, en §4.2– a los campos LMC0 y LMC1, para los cuales los valores de enrojecimiento dados por IRAS/COBE son fiables. Los valores de los enrojecimientos y las absorciones adoptadas para cada campo se recogen en la Tabla 4.1.

Con estas absorciones y considerando el modulo de distancia $(m - M)_0 = 18.50$ (Alves, 2004; Schaefer, 2008) adoptado por el *Hubble Space Telescope Key Project* (Freedman et al., 2001) para medir la constante de Hubble, podemos pasar del plano de magnitudes observadas aparentes $[(V - I), I]$ al plano de magnitudes observadas absolutas reales $[(V - I)_0, M_I]$, es decir libres de enrojecimiento, mediante

$$M_\lambda = m_\lambda - 18.50 - A_\lambda$$

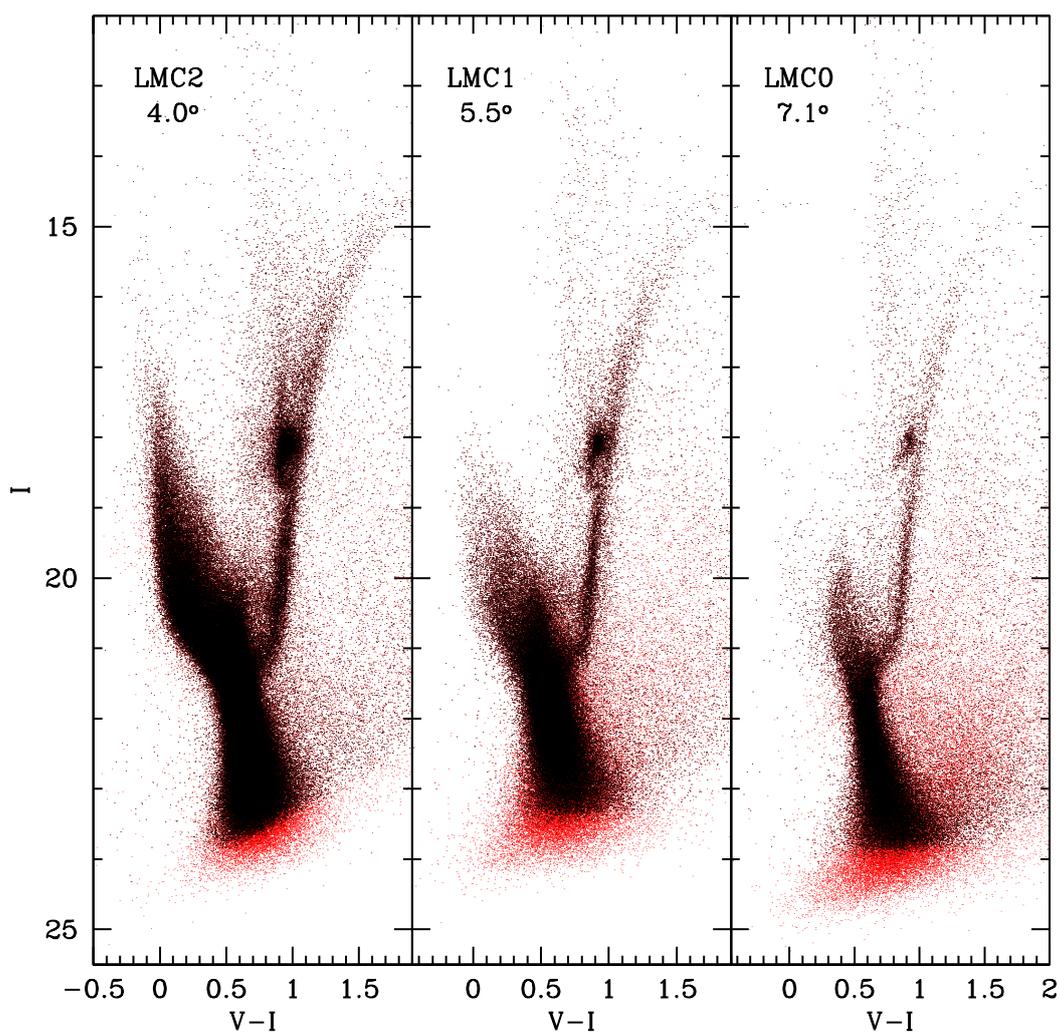


Figura 4.1: DCM $[(V - I), I]$ observados para los 3 campos de la LMC. En color rojo se muestran todas las estrellas resultantes de la fotometría y superpuestas (en color negro) las estrellas con los mismos cortes en σ_V y σ_I en los 3 campos ($\sigma_V \leq 0.1$, $\sigma_I \leq 0.1$) y cortes en CHI Y SHARP variando según el campo: $CHI \leq 8$ y $|SHARP| < 1.0$ para los campos LMC2 y LMC1 y $CHI \leq 4$ y $|SHARP| < 0.5$ para el campo LMC0. Estas son 287774, 113678 y 71916 para los campos LMC2, LMC1 y LMC0 respectivamente.

Tabla 4.1: Valores de los enrojecimientos y absorciones en cada campo.

Campo	E_{B-V}	A_V	A_I
LMC2	0.050	0.170	0.100
LMC1	0.037	0.124	0.072
LMC0	0.026	0.086	0.050

Antes de superponer las isocronas a los DCM vamos a comentar globalmente las características más relevantes de los DCM.

4.1.1. Principales características

Nuestros DCM alcanzan los puntos de giro más viejos de la secuencia principal –ubicados a aproximadamente $M_I = 3.0$ – y despliegan estrellas nacidas a lo largo de toda la vida de la LMC.

En la Fig. 4.2 se puede observar los rasgos más notorios que presentan los DCM para cada campo:

- Una MS muy poblada con su punto de giro más viejo – $M_I \simeq 3.0$ – bien definido. El desarrollo diagonal de la MS hacia la región azul y de mayor luminosidad nos está indicando la presencia de estrellas de edades intermedias y jóvenes.
- Una RGB no demasiado extendida en color y poco inclinada hacia el rojo, nos está señalando la existencia de una importante cantidad de estrellas de edad intermedia a vieja (más viejas que 1 Ga) y baja metalicidad.
- Un prominente RC a $(V - I) \simeq 0.85$ y $M_I \simeq -0.5$, característico de una población de edad intermedia y alta metalicidad.
- Falta de una HB prominente extendida hacia el azul, lo que está indicando que la metalicidad de la población vieja no es muy baja, o que la cantidad de estrellas muy viejas es relativamente pequeña.

Estas características, junto con otras que analizaremos más adelante, son comunes a los tres campos a 4.0° , 5.5° y 7.1° hacia el Norte del centro dinámico del gas. Sin embargo, se observa un progresivo despoblamiento de la parte más brillante de la MS a medida que nos alejamos del centro de la galaxia, que indica una gradual desaparición de la población más joven. Asimismo, hay una disminución gradual en la cantidad de estrellas a medida que nos alejamos del centro de la galaxia y el brillo superficial disminuye.

En resumen, los DCM de los campos ubicados al Norte de la barra de LMC, presentan estrellas de todas las edades. Hay que destacar también la presencia de un gradiente de población, en el sentido que la población más joven está situada en los campos más próximos

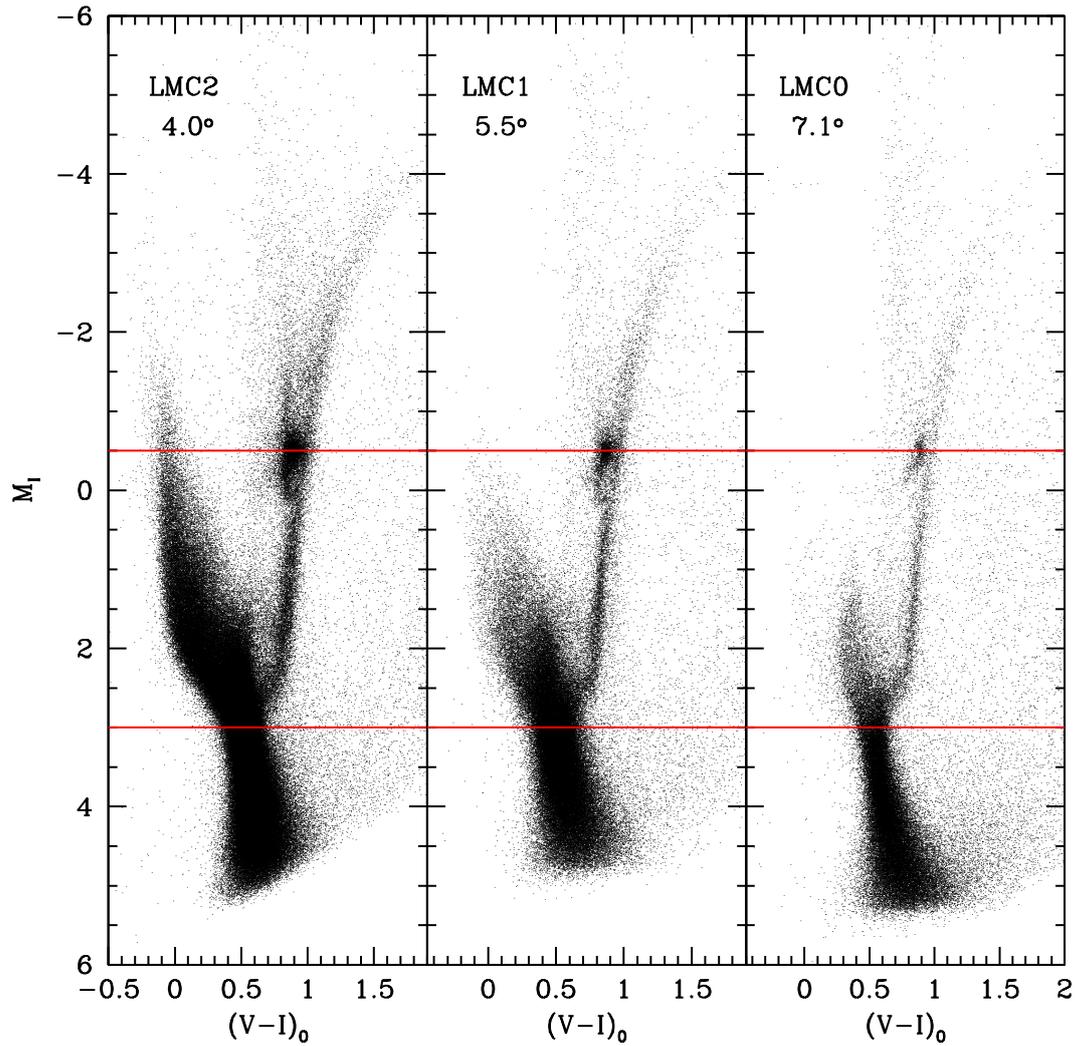


Figura 4.2: DCM $[(V-I)_0, M_I]$ observados para diferentes distancias galactocéntricas, de izquierda a derecha: a 4.0° , 5.5° y 7.1° , que corresponden a 3.5, 4.8 y 6.2 kpc respectivamente del centro dinámico de HI. Las líneas en rojo indican aproximadamente las magnitudes M_I del punto de giro más viejo y del *red clump*.

al centro de LMC.

Es interesante destacar la morfología del RC, que, como veremos más adelante (§5.7), concuerda perfectamente con las poblaciones estelares encontradas en cada campo de la LMC. Bica et al. (1998) y Westerlund et al. (1998) fueron los primeros en notar las subestructuras del RC, éstas –como ya mencionamos– fueron predichas y explicadas teóricamente por Girardi et al. (1998) y Girardi (1999) como producto de la evolución de estrellas relativamente ricas en metales ($Z > 0.004$) y edades $\sim 1 - 2$ Ga que se encuentran en la etapa de combustión del He. Ellos mostraron que las estrellas con masas cercanas a $2 M_{\odot}$ evolucionan de manera diferente según desarrollen o no un núcleo degenerado; las ligeramente más masivas a $2 M_{\odot}$ –dentro de un rango de $0.3 M_{\odot}$ – no degeneran su núcleo por lo que encienden la quema del He en el núcleo a más bajas luminosidades, ubicándose ~ 0.4 mag debajo del extremo azul del RC, las estrellas de masas mayores se ubican verticalmente entre este RC secundario y el RC, formando la denominada extensión vertical del RC.

En la Fig. 4.3 mostramos de manera detallada la zona del RC en cada campo. En el panel izquierdo podemos ver un prominente RC secundario ubicado casi exactamente 0.4 mag más débil que el RC –tal como predice la teoría para estrellas con $Z > 0.004$, edades $\sim 1 - 2$ Ga y $M \sim 2 M_{\odot}$ – y la extensión vertical del RC; en el panel central, vemos que en el campo LMC1 aún se nota la presencia de ambas estructuras. En §5.7, donde mostramos los DCM solución, veremos que existe una importante población en el rango de edad 1 - 2 Ga con $Z > 0.004$ –sobre todo en el campo interno– (ver también las Fig. 5.5 y 5.7), mientras que para el campo externo (ver Fig. 5.9) la población responsable de la existencia del RC secundario y de la extensión vertical disminuye a un pequeño porcentaje de estrellas con edades mayores de 1 Ga.

A continuación se interpretarán los DCM a partir de la superposición de las isocronas de Pietrinferni et al. (2004), que nos permitan identificar diferentes poblaciones estelares.

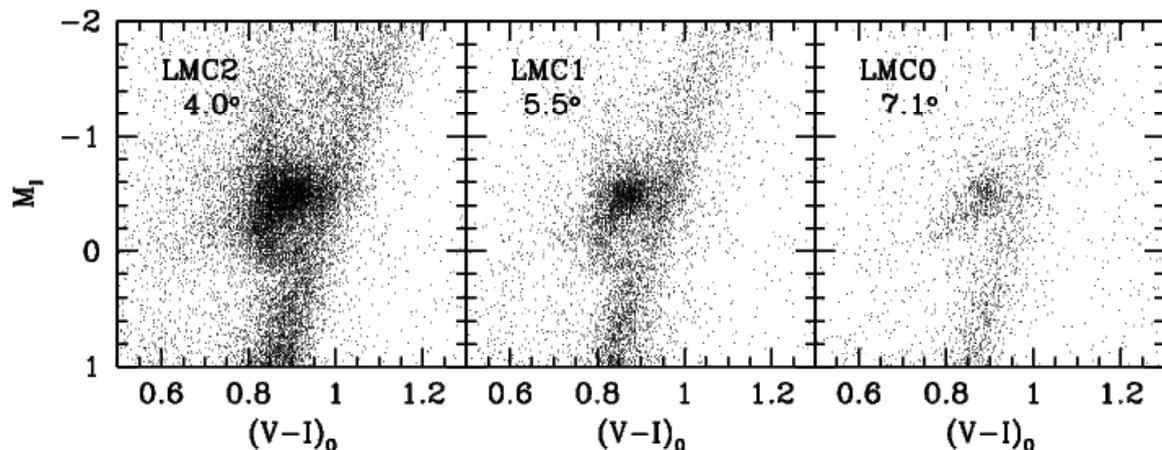


Figura 4.3: Ampliación de la Fig. 4.2 en la región de los *Red Clumps*.

4.2. Isocronas

La superposición de isocronas teóricas en los DCM observados nos proporciona una estimación del rango de edades y metalicidades de las estrellas presentes en una población estelar. Este enfoque es útil para un análisis preliminar e indicativo, pero no provee de una información precisa y cuantitativa sobre la HFE como la que se obtendrá en el Capítulo 5. Sin embargo, lo vamos a utilizar aquí para tener una idea de la distribución en edad de la población estelar en cada campo.

Usaremos el conjunto de isocronas provistas por Pietrinferni et al. (2004), calculadas a partir de los modelos de evolución estelar de BaSTI¹. Elegimos estos modelos pues son los más actualizados de los disponibles actualmente. Este conjunto de isocronas cubren edades en el rango 3×10^7 a 1.9×10^{10} años, –con variaciones según se trate de modelos canónicos o con *overshooting*–, y metalicidades entre 0.0001 y 0.04. El *overshooting* es un fenómeno que produce un núcleo convectivo mayor al que establece en criterio de Schwarzschild.

La elección de las isocronas se ha hecho de forma tal que reproduzca lo más aproximadamente posible los valores medios de metalicidad obtenidos a través del triplete infrarrojo del Ca II, en varios intervalos de edad (Carrera et al., 2008a), listados en la Tabla 4.2. En esta Tabla se da, para cada campo, los valores medios de la abundancia del Fe respecto del H ($[\text{Fe}/\text{H}]$) en varios intervalos de edad. Para convertir las abundancias a metalicidades Z usamos la relación $[\text{Fe}/\text{H}] = \log(Z/Z_{\odot})$ siendo $Z_{\odot} = 0.019$ el valor de la metalicidad solar usada en los modelos de BaSTI.

Usamos modelos con metalicidades $Z = 0.001, 0.002, 0.004, 0.008$ y 0.01 ($[\text{Fe}/\text{H}] = -1.28, -0.98, -0.68, -0.38$ y -0.28 , respectivamente) que son los valores más cercanos a la metalicidad calculada para diferentes intervalos de edad (ver Tabla 4.2).

En cuanto a las edades, utilizamos isocronas de 0.03, 0.1, 0.5 y 1.0 Ga para la metalicidad más alta ($Z = 0.01$), mientras que para metalicidades entre $Z = 0.002$ y $Z = 0.008$ consideramos edades de 2.5, 5.0, 7.0 y 9.5 Ga que se obtienen promediando cada intervalo de edad de la Tabla 4.2 (columnas 3 a 6), y por último una edad de 13.0 Ga para el valor de la metalicidad más bajo ($Z = 0.001$).

Para mostrar el lugar que ocuparía la HB hemos representado una rama horizontal de edad cero correspondiente a la menor metalicidad que estamos considerando ($Z = 0.001$).

Tabla 4.2: Valores medios de la abundancia $[\text{Fe}/\text{H}]$ para cada campo en seis intervalos de edad

Campo	Rango de edad [Ga]					
	≤ 1.5	(1.5,3.5]	(3.5,5.5]	(5.5,8.5]	(8.5,11]	≥ 11
LMC2	-0.16 ± 0.28	-0.39 ± 0.15	-0.63 ± 0.18	-0.72 ± 0.16	-0.83 ± 0.35	-1.39 ± 0.42
LMC1	-0.15 ± 0.16	-0.38 ± 0.16	-0.60 ± 0.16	-0.75 ± 0.20	-0.83 ± 0.14	-1.34 ± 0.24
LMC0	-0.16 ± 0.21	-0.45 ± 0.13	-0.62 ± 0.20	-0.89 ± 0.16	-0.92 ± 0.18	-1.25 ± 0.32
Promedio	-0.16 ± 0.22	-0.41 ± 0.15	-0.62 ± 0.18	-0.79 ± 0.17	-0.86 ± 0.22	-1.33 ± 0.33

¹Disponible en <http://albione.oa-teramo.inaf.it/>

En la Fig. 4.4 pueden verse las isocronas superpuestas en cada uno de los campos. En ninguno de ellos se observa una HB extendida hacia el azul (ver figuras).

El campo LMC2, el más interno, ubicado a $4.0^\circ - 3.5$ kpc del centro de la galaxia, es el más poblado de todos. Lo que más destaca es una MS robusta y brillante y un RC densamente poblado –típico de una población que ha estado formando estrellas desde hace 13 Ga–. La MS presenta estrellas de todas las edades, desde las más viejas (13 Ga) hasta las más jóvenes, formadas hace apenas 30 Ma, sin mostrar ninguna interrupción, lo que indica que la formación estelar ha sido continua.

Para el campo LMC1, ubicado a $5.5^\circ - 4.8$ kpc del centro de la LMC–, la MS muestra una terminación más débil, hecho que indica que la formación estelar se cortó o disminuyó en los últimos 100 Ma, pues hasta la isocrona correspondiente a esa edad encontramos estrellas en el DCM.

El campo LMC0 contiene sólo una cuarta parte del número de estrellas del campo LMC2 –71916 estrellas frente a las 287774 de LMC2–, a pesar de que es un poco más profundo que los anteriores alcanzando una magnitud límite $M_I = 5.7$. La terminación de la MS se desplaza notoriamente hacia la derecha y hacia magnitudes más débiles, indicando que la formación estelar cesó o disminuyó en el último Ga.

En el DCM correspondiente al campo LMC0 podemos apreciar la existencia de algunas estrellas en la zona de las isocronas más jóvenes. En esta región, como veremos más adelante (§5.3, Fig. 5.3) sólo se espera encontrar unas pocas estrellas de la Vía Láctea y/o galaxias lejanas, lo que indica que estas estrellas que vemos en LMC0 son estrellas genuinas de LMC que se han formado recientemente.

En resumen, en este primer enfoque indicativo sobre la distribución en edad de la población estelar en los diferentes campos de la LMC, se encontró que la población vieja está presente en todos los campos y que tiene aproximadamente la misma edad en todos ellos, mientras que la edad de las poblaciones estelares más jóvenes aumenta gradualmente con la distancia galactocéntrica, encontrándose la formación estelar más reciente en el campo LMC2. En el campo más externo puede apreciarse la presencia de una cantidad importante de estrellas de población de edad intermedia, formadas hasta hace aproximadamente 2 Ga, pero muy pocas estrellas jóvenes. También pudimos ver que la MS no presenta ninguna interrupción evidente que indique que la HFE ha sido discontinua en alguno de los campos.

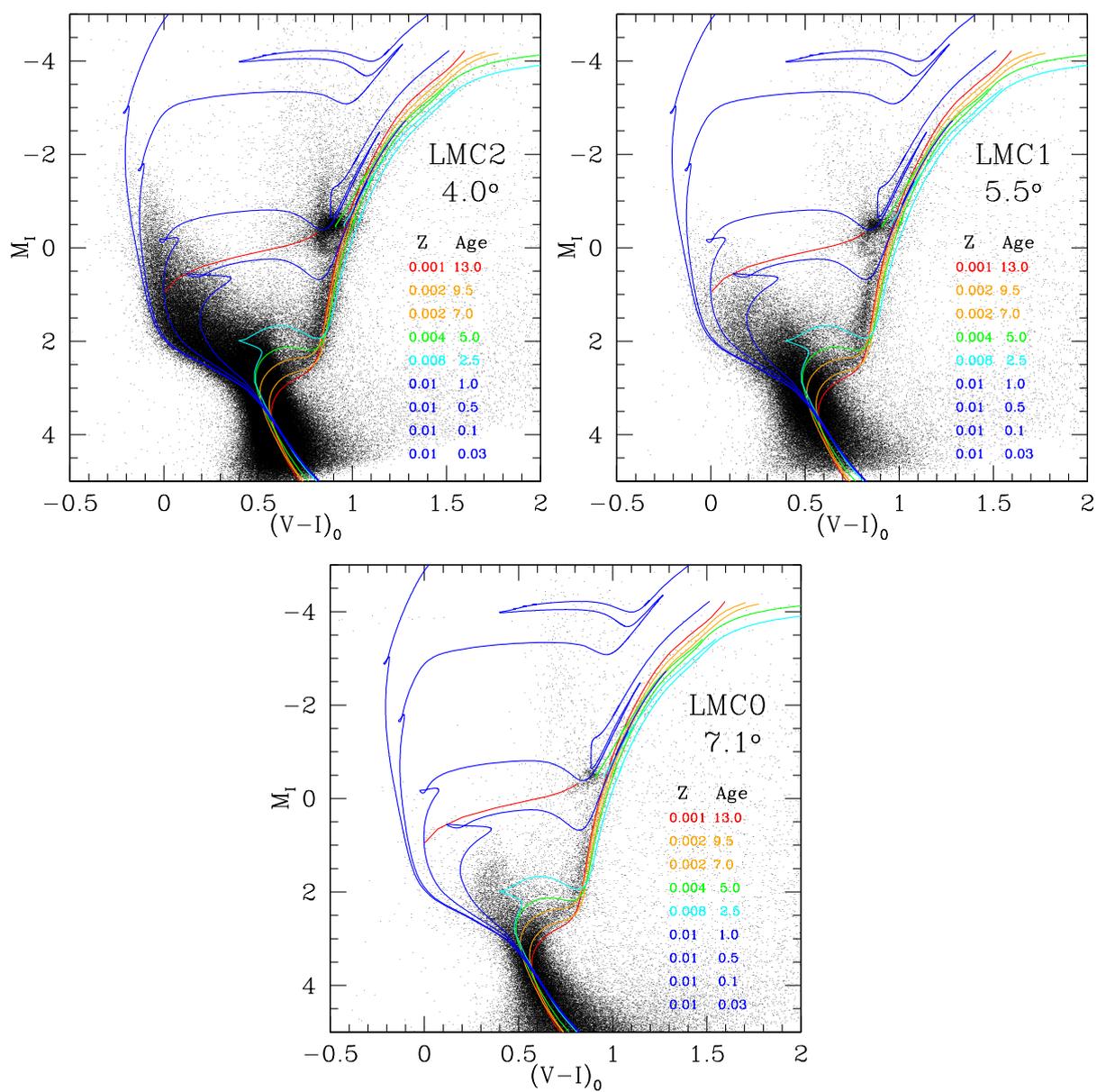


Figura 4.4: DCM de los tres campos de la LMC con las isocronas de BaSTI (Pietrinferni et al., 2004) superpuestas.

5

Historia de la formación estelar de la Gran Nube de Magallanes

El procedimiento seguido para obtener la historia de la formación estelar es comparar la distribución de estrellas en los DCM observado y modelo, usando el código IAC-pop (Aparicio & Hidalgo, 2009) tal como se explica en el Capítulo 2.

En la primera parte de este Capítulo veremos como construimos el DCM modelo, de qué forma tenemos en cuenta la presencia de objetos ajenos a la LMC al realizar los conteos de estrellas, y como parametrizamos los DCM para obtener la HFE con el empleo de IAC-pop. También exploramos varias parametrizaciones con el fin de ver si la solución depende de ella.

En la segunda parte obtendremos la HFE para los 3 campos de la LMC y analizaremos sus principales características.

PARTE A: Derivando la HFE

5.1. Diagrama color-magnitud sintético y modelo

Como primer paso para derivar la HFE, generamos el DCM sintético. Este DCM lo construimos usando el código IAC-star (Aparicio & Gallart, 2004), de tal forma que las edades y metalicidades del modelo contengan al rango de edades y metalicidades que esperamos en el DCM observado y que hemos estimado en el Capítulo anterior mediante la superposición de isocronas en los DCM observados.

Construimos un DCM sintético con 8×10^6 estrellas, utilizando la librería de evolución estelar BaSTI (Pietrinferni et al., 2004) y las correcciones bolométricas de Castelli & Kurucz (2003). Se eligió una tasa de formación estelar $\psi(t)$ constante entre 0 y 13 Ga, y un rango de metalicidades $0.0001 \leq Z \leq 0.02$, permitiendo que las estrellas, independientemente de su edad, puedan tener cualquier metalicidad comprendida entre dichos valores. El límite inferior es la metalicidad más baja que permite el modelo y el límite superior lo

consideramos un poco mayor al estimado mediante comparación con las isocronas ($Z = 0.01$, ver Fig. 4.3) para permitir la existencia de estrellas jóvenes con altas metalicidades. La edad de 13 Ga considerada como la época en que comenzó la formación de la LMC, ha sido elegida en base a los resultados obtenidos por Spergel et al. (2003) quienes calculan la edad del Universo en 13.7 ± 0.2 Ga. Esta edad está de acuerdo con las edades de los cúmulos globulares (Marín-Franch et al., 2009) derivadas con los mismos modelos de evolución estelar que se van a usar en este trabajo.

Como función inicial de masas hemos adoptado la FIM de Kroupa et al. (2003)

$$\Phi(m) = Am^{-x}, \quad \begin{cases} x = -1.3 & \text{para } 0.1 \leq m/M_{\odot} < 0.5 \\ x = -2.3 & \text{para } 0.5 \leq m/M_{\odot} < 100 \end{cases}$$

La presencia de binarias modifica apreciablemente la distribución de estrellas en el DCM, por lo que es necesario tenerlas en cuenta. En nuestro caso, usamos para la función de estrellas binarias $\beta(f, q)$ una fracción f del 40 %, y una relación de masas $q > 0.5$. Estos valores son aproximadamente consecuentes con observaciones que sugieren que una fracción significativa de las estrellas forman sistemas binarios o múltiples (Duquennoy & Mayor, 1991; Lada, 2006). Nosotros hemos adoptado $f=40$ %, que ha demostrado ser, en varios estudios sobre HFE (ver por ejemplo el Apéndice en Monelli et al. 2010) un valor adecuado. Monelli et al. (2010) han mostrado que la elección de los parámetros para representar la población de estrellas binarias no afecta substancialmente al resultado de la HFE siempre que se incluya una fracción muy pequeña de estrellas binarias en el modelo. Como la estrella secundaria –del sistema binario– sólo tiene un efecto apreciable en la luminosidad combinada del sistema binario cuando la relación de masas q es elevada, consideramos $q > 0.5$.

De esta manera se obtiene un DCM sintético que incluye estrellas de cualquier edad y metalicidad esperable en la galaxia. Este DCM está representado en el panel superior izquierdo de la Fig. 5.1. Se muestran por medio de diferentes colores las edades de las estrellas sintéticas. Hay que notar que el DCM sintético carece de los errores observacionales, lo que hace que, en la Fig. 5.1 el DCM sintético aparezca más definido que el observado, especialmente para magnitudes débiles. Esta diferencia desaparece al simularle los efectos observacionales (*crowding*, *blending*, errores externos, etc), pues en esa zona (magnitudes débiles) es donde el *crowding* y los errores observacionales son más evidentes (ver Fig. 5.1 panel superior derecho).

Los errores observacionales se simulan con los resultados de las pruebas de *crowding* de cada uno de los tres campos (ver §3.3). La simulación se realiza mediante un código de dispersión (Aparicio & Gallart, 1995) que se encarga de asignar un incremento ϵ a la magnitud m_{\star} de cada estrella del DCM sintético, estrella que denominaremos estrella sintética. Este incremento se calcula en base a los test de estrellas artificiales como se explicó en §2.2 y, está dado por la diferencia entre la magnitud inyectada (m_i) y la recuperada (m_r) $\epsilon = m_i - m_r$ de una estrella elegida al azar entre la lista de estrellas –tabla de *crowding*– con magnitudes similares a la de la estrella sintética. La magnitud de la estrella sintética con los efectos observacionales simulados será: $m_{\star}^{\epsilon} = m_{\star} + \epsilon$. Esto se aplica a las magnitudes

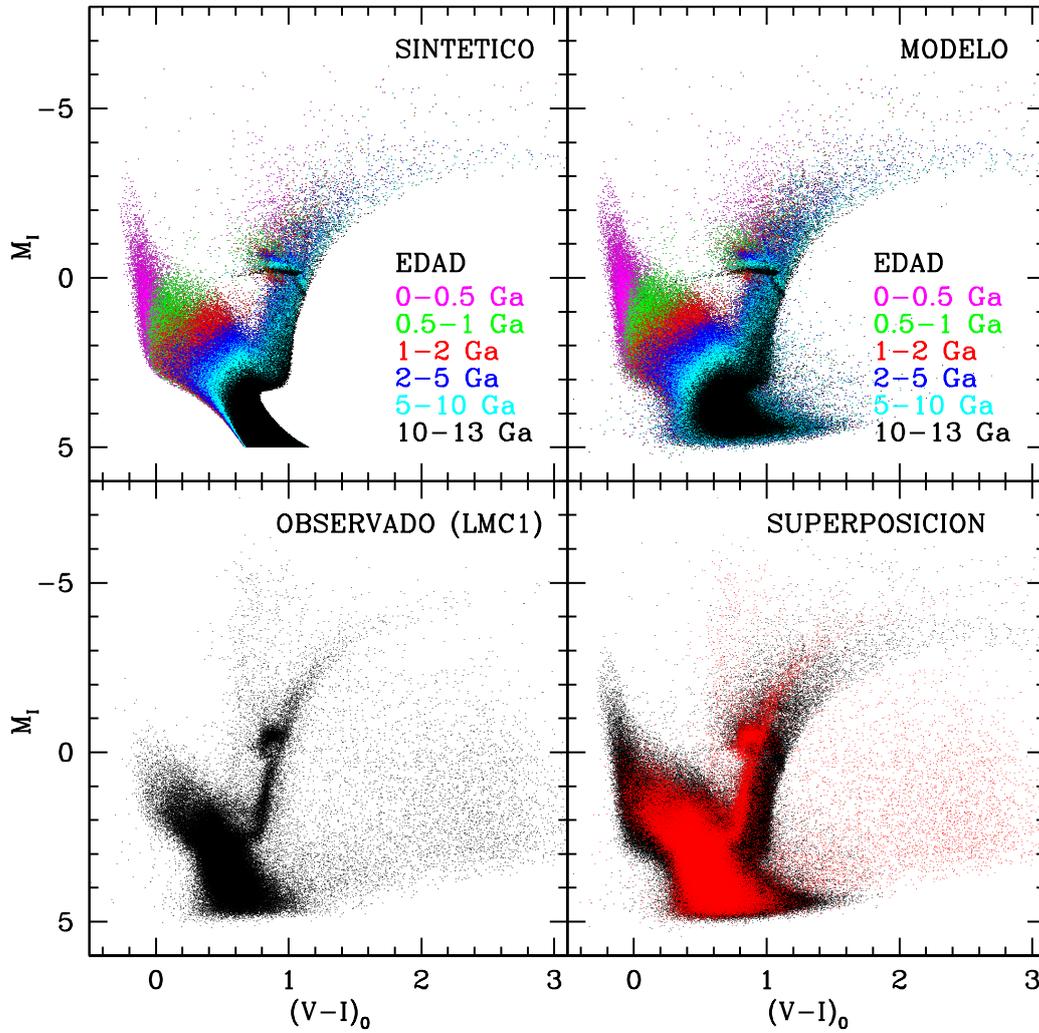


Figura 5.1: Diagramas color magnitud sintético, modelo y observado. En la parte superior (panel izquierdo) representamos el DCM sintético de partida y el DCM que denominamos modelo (panel derecho), que se obtiene simulando los errores observacionales, sobre el anterior. El número de estrellas en el DCM sintético antes de la simulación de los efectos observacionales era 8×10^6 , quedando 4.67×10^6 estrellas tras aplicar el algoritmo de dispersión (Aparicio & Gallart, 1995). En la parte inferior podemos ver, en el panel de la izquierda al DCM observado del campo LMC1 y, en el panel de la derecha al mismo DCM observado (en rojo) superpuesto al DCM modelo (en negro). Nótese que la dispersión en ambos diagramas es similar y que el DCM modelo es una buena muestra del DCM observado pues existen estrellas sintéticas en todas las zonas donde existen estrellas observadas.

V e I de cada estrella sintética produciendo un pequeño desplazamiento o dispersión de su valor original.

La Fig. 5.1 muestra en su panel superior derecho al DCM sintético con los efectos observacionales simulados. En este caso y a modo de ejemplo, se han introducido los efectos observacionales que se obtuvieron al realizar las pruebas de completitud en el campo LMC1. Llamaremos a estos DCM sintéticos con los efectos observacionales simulados, DCM modelos y son los que usaremos para hacer la comparación de la distribución de estrellas con el DCM observado para cada campo. Se ha señalado con distintos colores las diferentes poblaciones estelares según su edad, para que pueda apreciarse como se dispersan estas poblaciones al simular los errores observacionales.

El panel inferior izquierdo de la Fig 5.1 muestra, a modo de ejemplo, el DCM observado de uno de los campos de la LMC. En el panel inferior derecho se han superpuesto los DCM modelo –en color negro– y observado –en color rojo– para que pueda apreciarse que la posición cubierta por las estrellas en ambos DCM –modelo y observado– es tal que el DCM modelo abarca ampliamente al observado.

A través de la comparación de las distribuciones de estrellas en estos DCM modelos con los observados, se derivará la HFE de cada uno de los campos de la LMC.

5.2. Parametrizaciones

Habíamos visto en el Capítulo 2 (§2.3) que, en lugar de trabajar directamente con el DCM, lo hacemos con los números o cantidades de estrellas en diferentes zonas de éste, y que los conteos se hacen definiendo una serie de regiones –entornos y cajas– en el DCM. En el DCM modelo, como tenemos, entre otros datos que nos proporciona IAC-star, la edad y metalicidad de cada estrella, podemos discriminar el conteo en dichas regiones de acuerdo a edades y metalicidades, es decir, según sus poblaciones simples $\psi_i(t, z)$.

5.2.1. Determinación de poblaciones simples

Usamos 16 intervalos de edad ($n = 16$) y 15 de metalicidad ($m = 15$) que definen 240 poblaciones simples. Para la edad elegimos intervalos de diferente duración, siendo más cortos para épocas más recientes y alargándose a medida que las edades de las estrellas se hacen mayores; para la metalicidad se ha hecho algo similar: intervalos que van incrementándose a medida que crece la metalicidad. En la primera línea de las Tablas 5.1 y 5.2 se detallan los intervalos usados (las líneas restantes de ambas tablas indican otros intervalos de edad y metalicidad que se discutirán más adelante).

5.2.2. Entornos y cajas

A través de una gran cantidad de experimentos (veáse, por ejemplo Aparicio & Hidalgo 2009), se ha demostrado que se pueden obtener mejores resultados sobre la HFE cuando se aprovecha la información que se tiene sobre la evolución estelar (ver Capítulo 2 §2.3)

Tabla 5.1: Intervalos de edad

Grupo	Intervalos de edad (en Ga)																															
edad-1	0	0.1	0.2	0.5	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13															
edad-2	0	0.1	0.2	0.3	0.4	0.5	0.6	0.7	0.8	0.9	1	1.1	1.2	1.3	1.4	1.5	1.6	1.7	1.8	1.9	2	3	4	5	6	7	8	9	10	11	12	13
edad-3	0	0.1	0.2	0.3	0.4	0.5	0.6	0.7	0.8	0.9	1	1.2	1.4	1.6	1.8	2	3	4	5	6	7	9	11	13								

Tabla 5.2: Intervalos de metalicidad

Grupo	Intervalos de metalicidad ($\times 10^{-3}$)															
metalicidad-1	0.1	0.3	0.5	0.7	1	2	3	4	6	8	10	12	14	16	18	20
metalicidad-2	0.1	0.5	1	1.5	2	2.5	3	4	5	7	9	12	15			

para seleccionar las zonas en el DCM donde se contarán las estrellas. Por este motivo se decidió usar una combinación de entornos y cajas tal que el tamaño de las cajas cambie según la zona del DCM que se esté muestreando y lo bien o mal que se conozca la física de los procesos que ocurren en cada región, de tal forma que usaremos cajas pequeñas para obtener la valiosa información que contiene la MS y cajas más grandes en la RGB donde la incertidumbre en la distribución de las estrellas en función de su edad y metalicidad es grande. No hemos considerado muestreos en otras zonas del DCM correspondientes a estadios evolutivos más tardíos porque los procesos físicos que gobiernan estas fases evolutivas se conocen con menos certeza que los procesos físicos asociados a las estrellas de la MS.

Se realizaron varias pruebas usando diferentes elecciones de entornos y cajas con el fin de estudiar en qué medida la HFE resultante depende de esta elección. A continuación se discuten los diferentes criterios que han llevado a establecer cada parametrización. Estos se ilustran en la Fig. 5.2. En la Tabla 5.3 se detallan los tamaños de las cajas de cada entorno en cada parametrización.

CRITERIO 1

Como primera elección se utilizaron entornos en las regiones del DCM ocupadas por la secuencia principal (entorno 1), estrellas subgigantes (entorno 2), estrellas en el *red clump* (entorno 3) y en la rama de las gigantes rojas (entorno 4). La solución $\psi(t, z)$ que se obtiene, junto con la parametrización realizada puede verse en la Fig. 5.2.a. La solución se muestra mediante una caja de poblaciones como la introducida por Hodge (1989) (ver Capítulo 1 §1.2). Se muestra además la dependencia con el tiempo (en color rojo) y con la metalicidad (en color azul) de la HFE (ver §5.5 de este mismo Capítulo). La solución encontrada tiene un $\chi^2_\nu = 3.63$.

CRITERIO 2

La segunda parametrización considerada consta, como puede verse en la Fig. 5.2.b, de

3 entornos: dos de ellos muestrean las estrellas de la MS y de la RGB y el tercero lo hemos elegido contiguo al entorno sobre la RGB, hacia el rojo, donde se encontrarían las estrellas de mayor metalicidad. Este entorno servirá ahora para poner una cota superior a la metalicidad de la mayoría de estrellas de la RGB. La división en cajas para los entornos sobre la MS (entorno 1) y la RGB (entorno 2) fue similar al caso anterior mientras que dentro del entorno 3 no se hicieron divisiones. En este caso el valor de χ^2_ν es superior ($\chi^2_\nu = 4.44$), al obtenido con la parametrización inicial, pero la solución no difiere significativamente de la encontrada en el caso anterior.

CRITERIO 3

La siguiente parametrización analizada tiene por objetivo muestrear sólo las estrellas de la MS, que, como ya lo hemos dicho, encierra la información más detallada sobre la HFE. Queremos ver si con sólo su análisis es suficiente para obtener la HFE o, si es necesaria la inclusión de otras regiones del DCM para complementarla. Utilizamos entonces un único entorno, que dividimos en cajas con las mismas dimensiones con las que venimos trabajando (ver Tabla 5.3), como se muestra en la Fig. 5.2.c. La solución encontrada por IAC-pop –panel derecho de dicha figura– tiene un $\chi^2_\nu = 1.70$, considerablemente menor que en los casos anteriores. Sin embargo en la representación gráfica de la solución podemos notar la aparición de una pequeña cantidad de estrellas viejas de alta metalicidad –población con edades entre 12 y 13 Ga y metalicidades entre 0.014 y 0.016–, que muy probablemente es irreal.

Tabla 5.3: Tamaños de las cajas según los diferentes criterios de parametrización y valor de χ^2_ν

	Entorno	Δ magnitud	Δ color	χ^2_ν
CRITERIO 1	1	0.2	0.025	3.63
	2	–	–	
	3	–	–	
	4	1.0	–	
CRITERIO 2	1	0.2	0.025	4.44
	2	1.0	–	
	3	–	–	
CRITERIO 3	1	0.2	0.025	1.70
CRITERIO 4	1	0.2	0.025	1.75
	2	–	–	
CRITERIO 5	1	1.0	–	2.33
	2	0.2	0.025	
	3	0.4	0.025	
	4	–	–	
CRITERIO 6	1	1.0	–	2.26
	2	0.2	0.025	
	3	0.4	0.025	

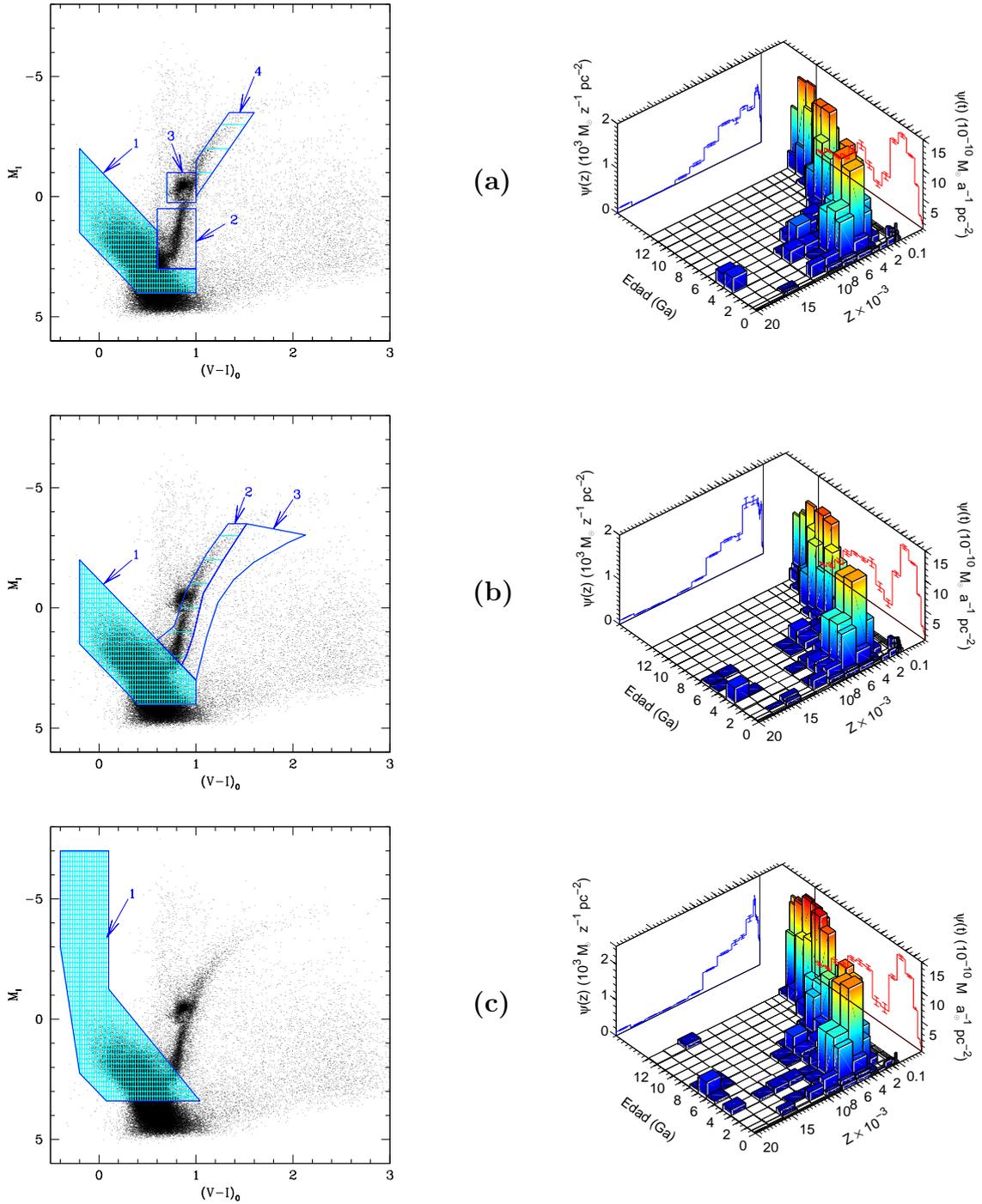
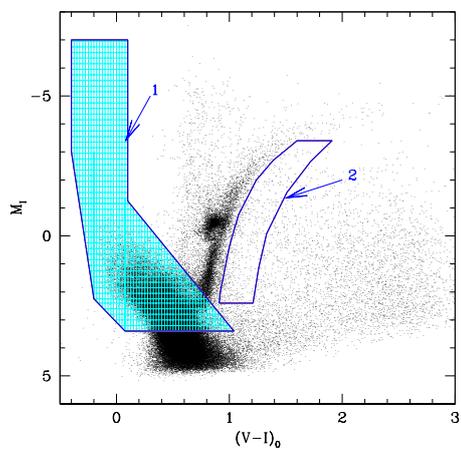
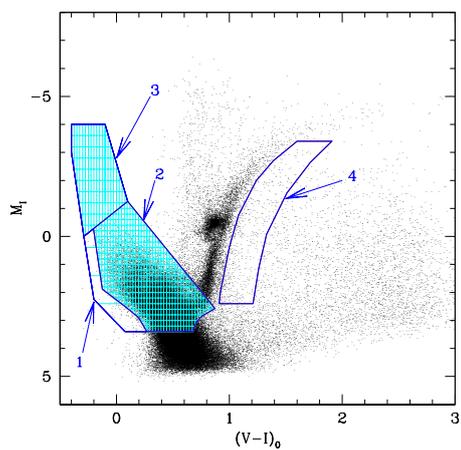
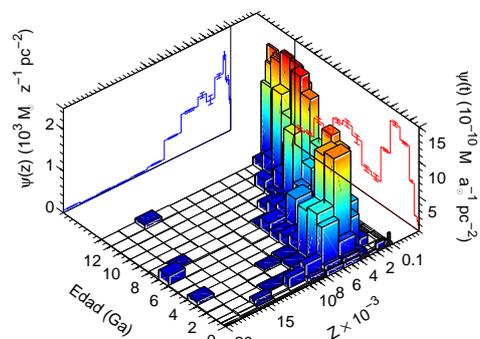


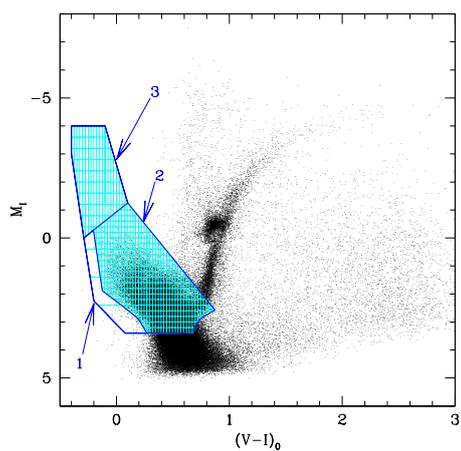
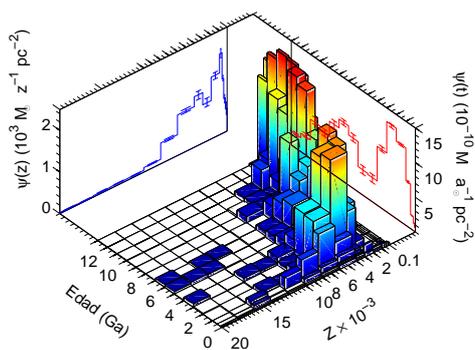
Figura 5.2: Ejemplos de distribuciones de entornos y cajas usadas para parametrizar los DCM –observados y modelos– analizados. En los paneles de la izquierda se muestra el DCM observado con los entornos y cajas estudiados, y en los paneles de la derecha la representación gráfica de la solución promedio calculada en base a 16 soluciones (ver detalles en §5.4). (a) Criterio 1 ($\chi^2_{\nu} = 3.63$), (b) Criterio 2 ($\chi^2_{\nu} = 4.44$) y (c) Criterio 3 ($\chi^2_{\nu} = 1.70$).



(d)



(e)



(f)

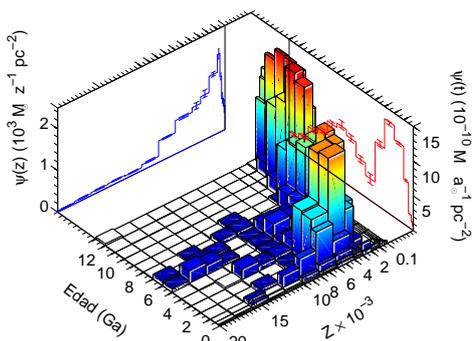


Fig. 5.2 – Continuación: (d) Criterio 4 ($\chi^2_\nu = 1.75$), (e) Criterio 5 ($\chi^2_\nu = 2.33$) y (f) Criterio 6 ($\chi^2_\nu = 2.26$).

CRITERIO 4

Con el agregado de un entorno en la zona adyacente –hacia el lado rojo– a la RGB pretendemos poner una cota superior a la metalicidad del grueso de las estrellas en la galaxia, pues este entorno contendría estrellas observadas ricas en metales que pueden ser cotejadas con las estrellas presentes en el DCM modelo. Al nuevo entorno, que hemos señalado en la Fig. 5.2.d como entorno 2, no lo hemos dividido en cajas, mientras que para el entorno 1 conservamos el mismo muestreo anterior (ver Tabla 5.3). El χ^2_ν obtenido no varía mucho con respecto al obtenido en la parametrización anterior y en la representación gráfica de la solución tampoco se aprecian grandes diferencias.

CRITERIO 5

Exploramos los resultados que nos da una parametrización basada en la anterior pero con un grado de sofisticación mayor. Los entornos y cajas se refinaron de la siguiente manera: el entorno sobre la MS se modificó levemente y dividió en 3 partes. En cada uno de ellos hemos usado cajas de diferentes tamaños como puede verse en la Fig. 5.2.e y como detalla la Tabla 5.3. El motivo de la división en 3 entornos es que nos permite realizar un muestreo exhaustivo de las estrellas en las zonas del DCM observado más densamente pobladas, mientras que en las zonas donde la cantidad de estrellas observadas no es tan grande permitimos un muestreo más grosero de forma tal que no perdemos información y estamos menos afectados por las fluctuaciones estadísticas. Los entornos se han recortado para ajustarlos más a la forma de la secuencia principal observada, para evitar cajas con muy pocas o ninguna estrella, que no aportan información y falsean el valor de χ^2_ν . Con esta parametrización de los DCM –observados y modelo–, en 4 entornos con diferentes muestreos, obtenemos la solución que se muestra en la parte derecha de la Fig. 5.2.e; el valor de χ^2_ν es un poco mayor ($\chi^2_\nu = 2.33$) pero la HFE sigue mostrando la misma configuración general.

CRITERIO 6

Vemos que pasa si sólo nos quedamos con el entorno sobre la MS del Criterio 5, prescindiendo del otro con el cual intentamos poner una cota superior a la metalicidad de las estrellas. La Fig. 5.2.f nos muestra la representación gráfica de la solución que, como podemos apreciar mantiene la misma estructura que en el caso anterior salvo una presencia más notoria de estrellas de edad intermedia con metalicidades comprendidas entre $Z = 0.003$ y 0.01 . La solución encontrada tiene un $\chi^2_\nu = 2.26$.

Toda esta discusión sobre las elecciones de los entornos y cajas con el fin de ver en qué medida la HFE depende de dicha elección, fue realizada definiendo las poblaciones simples de acuerdo a los 16 intervalos de edad y 15 de metalicidad (edad-1 y metalicidad-1, Tablas 5.1 y 5.2). También hemos cambiado la elección de las poblaciones simples para ver si éstas afectan a la HFE. Con este fin se utilizaron definiciones alternativas de poblaciones simples; eligiendo los mismos 15 intervalos de metalicidad originales y 2 conjuntos diferentes de intervalos de edad, siempre con un mejor muestreo para las estrellas más jóvenes. En la Tabla 5.1 se detallan los intervalos de edad empleados, indicados como edad-2 y edad-3. También se exploró la solución al usar otro conjunto de intervalos de metalicidad, indicado en la Tabla 5.2 como metalicidad-2. El análisis de las soluciones obtenidas en estos casos

–con 465, 345 y 192 poblaciones simples– no arroja diferencias significativas respecto a las obtenidas con las 240 poblaciones simples establecidas en §5.2.1 y decidimos quedarnos con la elección original de intervalos de edad (ver en Tabla 5.1 edad-1) y de metalicidad (ver Tabla 5.2 metalicidad-1), que agiliza los computos y da resultados similares al análisis realizado con mayor número de poblaciones simples.

Como se ve en la Fig. 5.2 las soluciones son muy similares y el χ^2_ν en todos los casos es relativamente bueno. Esto está indicando que la solución $\psi(t, z)$, es decir la HFE, no se ve significativamente afectada por la elección de los entornos y cajas.

5.3. Descontaminación por objetos ajenos a la LMC

En la sección anterior, donde hemos analizado la dependencia de la HFE con la parametrización, en todos los casos hemos trabajado con DCM observados “descontaminados” de objetos que no pertenecen a la LMC. Sabemos que el DCM de cada campo contiene principalmente estrellas pertenecientes a la LMC, aunque también es de esperar que nos encontremos con objetos de *background* y de *foreground*. Los objetos de *background* serán fundamentalmente galaxias lejanas y, los de *foreground* serán las estrellas de la Vía Láctea que se interponen en la dirección de la visual. Las galaxias de campo han sido en gran medida eliminadas durante el proceso fotométrico, al poner restricciones sobre σ y CHI que informan sobre la forma de cada objeto en la imagen y permiten por lo tanto identificar objetos con alta probabilidad de ser objetos no estelares. En cuanto a las estrellas de la Galaxia, necesitamos conocer su distribución para poder descontarlas de cada campo y de esta forma sólo trabajar con estrellas de la LMC y asegurarnos que los resultados obtenidos de la HFE no estén afectados por la presencia de otras estrellas.

La forma habitual para descontaminar un DCM de estrellas de *foreground* es sustraer estadísticamente de todo el DCM dichas estrellas a partir de la información de un DCM observado en una posición idónea –campo que se encuentre a la misma latitud galáctica, que no contenga estrellas de la LMC y con las mismas dimensiones al que se está estudiando–. La gran extensión angular de la LMC, debida a su cercanía a la Vía Láctea, dificulta mucho dicha tarea, pues observar un campo “de control” con estas características es sumamente difícil. De todas formas, como no contamos con tal observación no podemos aplicar este tipo de descontaminación global del DCM observado y debemos conformarnos con una descontaminación “parcial”.

Para tener una estimación de la distribución de estrellas de la Vía Láctea en el DCM, hacemos uso de un modelo de síntesis de población estelar de la Galaxia. Utilizamos el modelo provisto por el Observatorio de Besançon¹ (Robin et al., 2003) que, a partir de determinadas suposiciones sobre la HFE de cada componente de la Vía Láctea, predice la cantidad de estrellas en diferentes bandas fotométricas y en cualquier dirección. Con este modelo obtenemos una predicción de la posible distribución de estrellas de la Vía Láctea

¹Disponible en el sitio web del Observatorio de Besançon: <http://www.obs-besancon.fr/model>

presente en cada uno de los campos de la LMC. Los parámetros de entrada principales que hay que proporcionarle al modelo de Besançon son las coordenadas galácticas (l, b) y el área de cada campo, el rango de magnitudes aparentes –en V e I – en el cual nos interesa conocer la distribución de estrellas, y la distancia hasta la cual queremos obtener dicha distribución estelar. También es necesario indicarle que tipo de ley debe utilizar para calcular la absorción (utilizamos la opción por “defecto” de ley difusa, 0.7 mag/kpc). Con estos parámetros de entrada se encontró que 5664, 5842 y 5984 estrellas para los campos LMC0, LMC1 y LMC2 respectivamente, serían estrellas de la Vía Láctea y están distribuidas como muestra la Fig. 5.3.

En la Fig. 5.3 hemos señalado los entornos utilizados en cada uno de los criterios de la sección anterior y hemos calculado que las estrellas de *foreground* en los entornos indicados en azul representan entre el 10 % y el 45 % del total de las estrellas observadas –estrellas de la LMC más estrellas de la VL– en los mismos entornos, mientras que en los entornos verdes (en la MS) representan menos del 2 %.

Consideramos que la inclusión de este 2 % de estrellas de campo no afecta mucho a los resultados, con lo cual podemos despreciar su influencia en la HFE que obtuvimos. Pero sí es necesario descontaminar a los entornos azules, de las estrellas pertenecientes a la VL.

Utilizamos una zona testigo (indicada en color rojo en la Fig. 5.3) donde el conteo de las estrellas en los diferentes campos de la LMC se mantiene aproximadamente constante, hecho que indica que las estrellas que pueblan esta zona son muy probablemente estrellas de campo. Esta zona testigo es necesaria pues podría suceder que la cantidad de estrellas predichas por el modelo de Besançon no representara bien al número de estrellas de la galaxia. Esto lo veríamos al comparar la cantidad de estrellas en la zona testigo en el modelo y en los datos de nuestros campos. Suponiendo que la diferencia entre el modelo y los datos es un factor de escala, válido en todo el DCM, podemos calcularlo a partir de esta comparación y aplicarlo.

Escalando la cantidad de estrellas de la VL a la LMC en esa zona se puede calcular cuantas estrellas dentro de los entornos azules es de esperar que sean estrellas de campo y de esta forma descontárselas para quedarnos solo con estrellas genuinas de la LMC.

La forma que hemos usado para descontaminar –escalar la cantidad de estrellas del modelo de Besançon a la LMC y sustraerlas del DCM observado– a los entornos que presentan una mayor proporción de estrellas de *foreground* no es la óptima. Por esta razón, como las diferencias encontradas entre las distintas soluciones para la HFE (ver Criterios 1 al 6 de §5.2.2) no son significativas, optamos por elegir una parametrización que esté poco afectada por las estrellas de campo tal como la considerada en el Criterio 5. En este criterio el diseño del entorno 2 se ajustó a la forma de la MS, minimizando la inclusión de las estrellas de campo presentes en esa zona, de forma tal que solo se tiene en cuenta una cantidad poco significativa de ellas frente a las estrellas de la LMC (del 2 % en el peor de los casos).

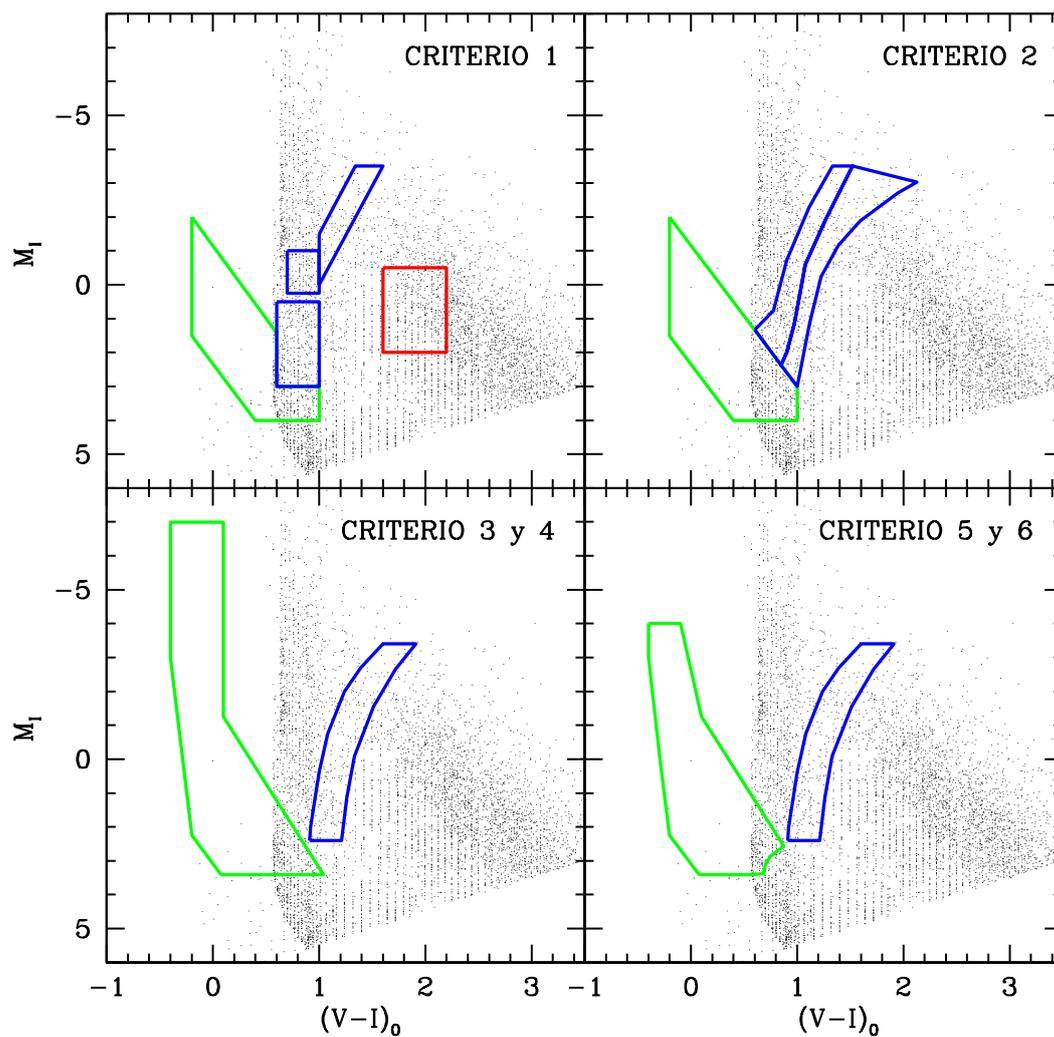


Figura 5.3: Distribución de las estrellas de la Vía Láctea predicha por el modelo de Besançon, para la ubicación y tamaño del campo LMC1 –se ha representado el mismo rango de colores y magnitudes que los DCM de la LMC–. En azul y verde se han representado los entornos considerados en los diferentes criterios discutidos en la sección 5.2.2. En rojo se indica la zona testigo (ver texto).

5.4. Obtención de la solución

Para derivar la HFE de cada campo de la LMC vamos a utilizar la parametrización del Criterio 5 que involucra estrellas de la MS, y un entorno adicional, ubicado a la derecha de la RGB. Asumimos que este entorno no contiene estrellas observadas en la RGB, pero sí estrellas de alta metalicidad presentes en el DCM modelo.

MinnIAC se encarga de realizar el conteo, caja a caja, en ambos DCM generando unos ficheros que utiliza IAC-pop para comparar y analizar la distribución de estrellas en ambos DCM, obteniendo la HFE (ver el procedimiento detallado en §2.3).

Recordemos que vamos a trabajar con los intervalos de edad ($n = 16$) y metalicidad ($m = 15$) indicados en las Tablas 5.1 y 5.2 como edad-1 y metalicidad-1 respectivamente, y que definen a $n \times m = 240$ poblaciones simples.

Para minimizar la dependencia de la HFE con el muestreo, tanto de las poblaciones simples como del DCM, es conveniente elegir una serie de poblaciones simples y distribuciones de cajas diferentes, recalculando la HFE para cada una de ellas, y tomar el promedio entre varias soluciones. Cuantas más veces repitamos este proceso, tendremos una solución menos dependiente de las condiciones iniciales –elección de poblaciones simples y muestreo–. Para realizar esto de una manera sistemática, MinnIAC genera varios conjuntos de cajas y poblaciones simples introduciendo cada vez, un ligero desplazamiento de sus límites para luego, una vez calculadas las soluciones correspondientes con IAC-pop, promediarlas y obtener la solución $\psi(t, z)$ final.

En particular, lo que hemos hecho es desplazar 4 veces la malla de edad-metalicidad, moviéndola cada vez un 25% del tamaño del intervalo de edad y/o metalicidad según la siguiente secuencia: (i) manteniendo la malla de metalicidad fija, desplazamos solo los límites de los intervalos de edad hacia valores más altos, (ii) manteniendo la malla de edad fija, desplazamos solo los límites de los intervalos de metalicidad hacia valores mayores, (iii) desplazamos ambas mallas hacia valores mayores en ambos casos, y (iv) desplazamos la malla de metalicidad hacia valores mayores, y la malla de edad hacia valores menores. Con esto logramos obtener 16 posiciones diferentes de la malla edad-metalicidad –4 desplazamientos de la malla en 4 diferentes configuraciones–, en cada una de esas posiciones calculamos la solución. A continuación introducimos un ligero desplazamiento en las posiciones de las cajas y volvemos a efectuar el desplazamiento de la malla edad-metalicidad con el mismo procedimiento recién descrito, obteniendo otras 16 soluciones. Finalmente se promedian todas las soluciones.

Antes de seguir avanzando, vamos a hacer un paréntesis y referirnos a las soluciones de la Fig. 5.2 que hemos usado para estudiar en qué medida la HFE depende de la elección de los entornos y cajas. Puesto que se trataba de una fase previa a la obtención de la HFE, que aquí estamos explicando en detalle como se calcula, no quisimos invertir mucho tiempo de cálculo y nos limitamos solo a desplazar la malla edad-metalicidad (las cajas no se movieron) obteniendo 16 soluciones que se promediaron para obtener la solución media.

La representación gráfica de esta solución que mostrábamos en el panel derecho de la Fig. 5.2 indicaba, para cada población simple considerada –divisiones o cuadrícula del plano edad-metalicidad–, la cantidad de masa convertida en estrellas mediante una barra que se eleva sobre el plano edad-metalicidad.

Debemos recordar que para transformar los DCM observados de magnitudes aparentes a magnitudes absolutas asumimos un módulo de distancia y un enrojecimiento $-(m - M)_0 = 18.5$ y E_{B-V} detallados en Tabla 4.1–. Este hecho genera incertidumbre, pues ambos valores tienen asociados errores en su determinación. Asimismo, podemos tener un error de punto cero en la fotometría y puede haber cierto desacuerdo entre éste y el punto cero de los modelos de evolución estelar. Para corregir los efectos de estas incertidumbres, realizamos un cierto número de desplazamientos del DCM observado en color y magnitud y obtenemos una nueva HFE para cada uno de ellos, repitiendo el procedimiento descrito más arriba.

Para realizar el desplazamiento del DCM observado (junto con sus entornos y cajas) también utilizamos MinnIAC. Adoptamos una malla inicial de 25 posiciones, centrada en (0,0) que corresponde a los valores utilizados de enrojecimiento y módulo de distancia respectivamente con los cuales transformamos al DCM observado a magnitudes absolutas. Desplazamos este DCM en color según $[-0.08 -0.04 \ 0 \ 0.04 \ 0.08]$ magnitudes y en magnitud I según $[-0.25 -0.125 \ 0 \ 0.125 \ 0.25]$ magnitudes, como puede verse en la Fig. 5.4 –cruces negras–. En cada uno de los 25 nodos de la malla calculamos 32 soluciones con lo que tendremos un total de $32 \times 25 = 800$ soluciones, cada una de ellas con su correspondiente valor de χ^2_ν . En cada nodo se promedian las 32 soluciones y se obtiene también un valor promedio de χ^2_ν , que nos indica como varía en función de los desplazamientos en color y magnitud que efectuamos sobre el DCM. Dentro de este mapa de variación de χ^2_ν , el valor mínimo señala la posición dentro de la malla que corresponde a la mejor solución que calculó MinnIAC.

Una vez obtenida la posición donde el χ^2_ν promedio es mínimo, realizamos un nuevo cálculo de soluciones en sus alrededores, utilizando una malla más acotada, donde los desplazamientos en color y magnitud son más pequeños, para confirmar y/o mejorar el valor y la posición del mínimo en cada uno de los 3 campos. Encontramos que la mejor solución se obtiene en la posición $(\Delta(V - I), \Delta M_I) = (0.02, 0.2)$ para el campo LMC0, $(0.02, 0.15)$ para LMC1 y $(0.01, 0.1)$ para LMC2, donde el χ^2_ν promedio adopta los valores 1.45, 2.11 y 2.79 respectivamente.

En la Fig. 5.4 se detallan las nuevas sub-mallas utilizadas y se señala la posición donde χ^2_ν promedio tiene su mínimo valor en cada campo. Las sub-mallas utilizadas para cada campo de la LMC están indicadas con diferentes símbolos y color, como así también el valor del χ^2_ν obtenido. Las soluciones para cada campo se muestran en las figuras 5.5, 5.7 y 5.9.

Es interesante mencionar que el proceso de obtención de la solución mediante MinnIAC e IAC-pop requiere un tiempo de cómputo elevado. Sólo la parte que realiza IAC-pop necesita en promedio de 5 horas de uso de un PC standard –AMD AthlonTM 64×2 de doble núcleo, 4 GB memoria RAM– para obtener una sola solución. En nuestro caso hemos calculado 1536, 1696 y 1920 soluciones para los campos LMC0, LMC1 y LMC2 respectivamente

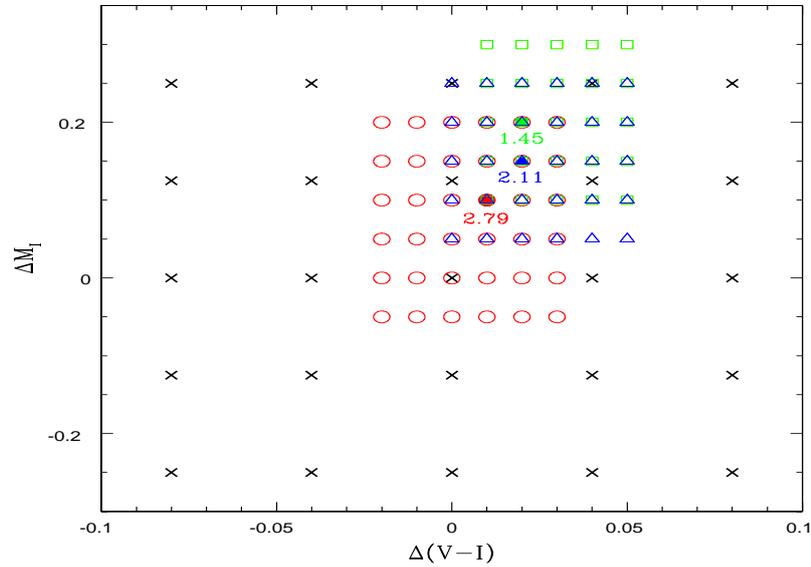


Figura 5.4: Esquema de la malla utilizada para obtener las soluciones en función de los desplazamientos en color y magnitud, aplicados al DCM observado. A la malla inicial de 25 nodos, indicados con cruces, se le agrega una sub-malla, que varía según el campo –cuadrados verdes para LMC0, triángulos azules para LMC1, y círculos rojos para LMC2–, donde se calculan nuevas soluciones. Se indican los valores de χ^2_ν promedio en el nodo de la malla donde se obtiene el χ^2_ν mínimo para cada campo.

–la cantidad de soluciones varía según el tamaño de la malla–, haciendo uso de CONDOR (Thain et al., 2005), sistema de administración de trabajos que permite distribuir los trabajos en una red de ordenadores reduciendo considerablemente el tiempo en obtener todas las soluciones. El tiempo necesario para calcular, por ejemplo, las 1536 soluciones de LMC0 con un sólo ordenador es aproximadamente 7680 horas continuas, o sea 320 días, tiempo que se reduce a 3 o 4 días (según la disponibilidad de PC's) haciendo uso de CONDOR.

PARTE B: Resultados

5.5. Descripción de las soluciones

En primer lugar vamos a describir la representación gráfica de una solución con el fin de interpretarla y, de esta manera, entender lo que nos está indicando sobre la HFE de las regiones analizadas de la LMC. Por ejemplo, analicemos la solución representada en la Fig. 5.5, que corresponde al campo más cercano al centro de la galaxia. Esta solución se muestra mediante una caja de población como la introducida por Hodge (1989). Se trata de una representación tridimensional: en el plano XY se representa la edad de las estrellas (eje X) y su metalicidad (eje Y), y sobre este plano se eleva la TFE que indica la cantidad de masa transformada en estrellas dentro del intervalo de edad-metalicidad correspondiente. Los valores que toma la TFE en cada intervalo de tiempo y de metalicidad ($\psi(t, z)$) –expresada en masas solares por año, intervalo de metalicidad y área– están representados por la escala de colores, escala que ayuda a establecer la altura relativa entre los episodios de formación estelar –de azul a rojo representa un valor de $\psi(t, z)$ creciente–.

Se muestra también –color rojo– a la HFE en función de la edad de las estrellas ($\psi(t)$) y en función de la metalicidad ($\psi(z)$) –color azul–. En ambas proyecciones se indican las barras de error. Estas $\psi(t)$ y $\psi(z)$ se calculan integrando a $\psi(t, z)$ respecto de la metalicidad z y del tiempo t respectivamente.

El error en la determinación de la solución ha sido calculado teniendo en cuenta a todas las soluciones individuales con $\chi_\nu^2 \leq \chi_{\nu, \min}^2 + 1\sigma$, donde σ es el rms del $\chi_{\nu, \min}^2$ de la solución adoptada (promedio de 32 soluciones).

Una forma más elegante de representar la solución es aplicando una media corrida². Con ello se obtiene una solución “suavizada” y es esta versión gráfica la que utilizaremos en este trabajo. Hay que señalar que la información sobre la solución permanece inalterada y solo varía su representación gráfica como puede verse en el panel inferior de la Fig. 5.5.

A continuación describiremos las historias de formación estelar que se obtuvieron al comparar el DCM observado de cada campo con el DCM modelo.

5.5.1. LMC2

Este campo, ubicado a 4.0° del centro de la LMC en dirección Norte, es el más interno de los tres campos que estamos investigando. Su DCM contiene $\sim 2.9 \times 10^5$ estrellas con buena calidad fotométrica y la HFE obtenida se muestra en la Fig. 5.5. Para mayor claridad, en la Fig. 5.6 se muestran tres aspectos diferentes de ella: la tasa de formación estelar, la ley de metalicidad y la fracción (acumulada) de masa convertida en estrellas, todas en función de la edad de las estrellas.

²Aplicar una media corrida consiste en evaluar los valores de $\psi(t, z)$ haciendo un barrido en ambos ejes con desplazamientos δX y δY menores que los intervalos en X e Y. En este caso se utilizan desplazamientos de 0.1 Ga y 0.0001 en edad y metalicidad respectivamente.

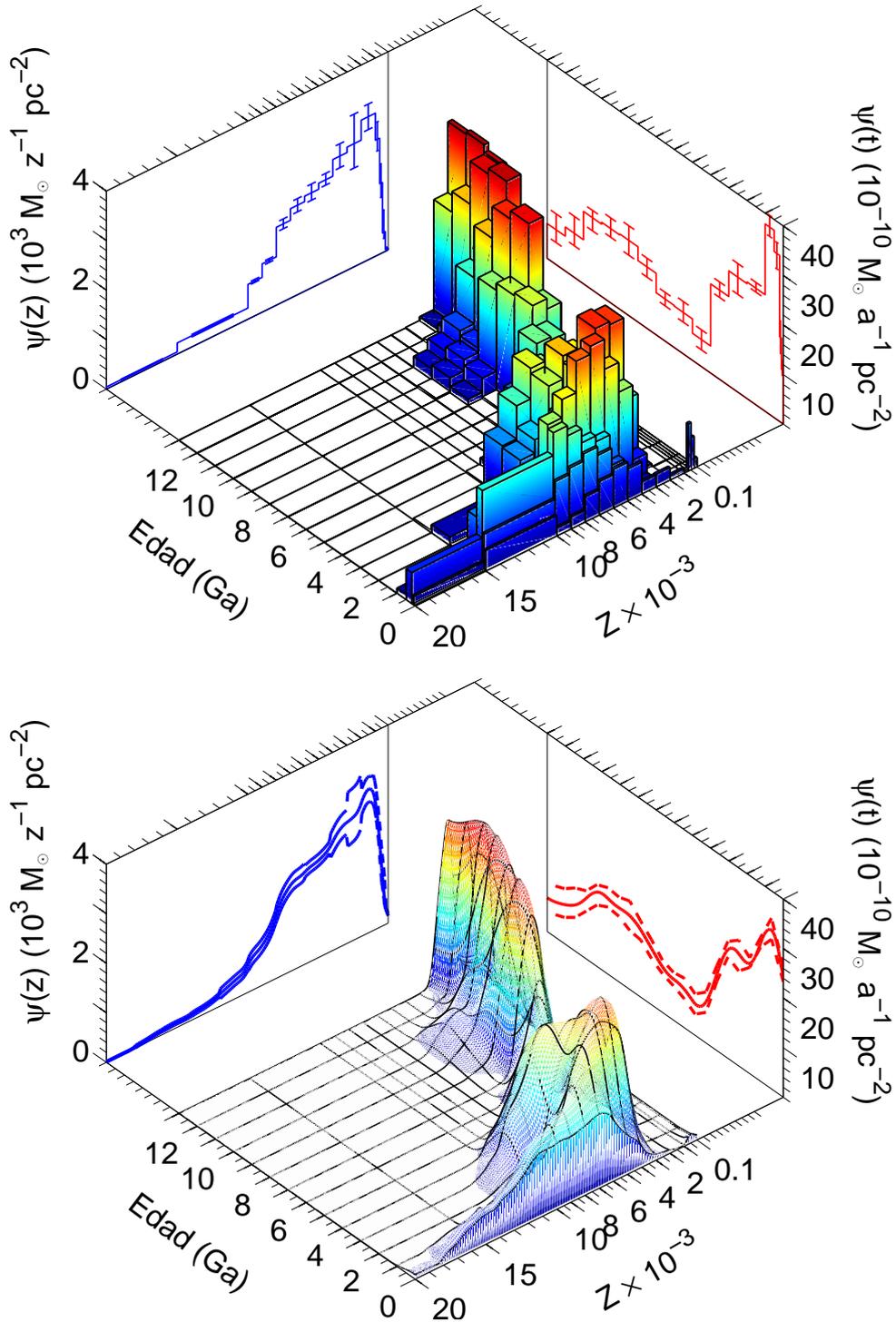


Figura 5.5: Solución $\psi(t, z)$ para el campo LMC2. El eje X representa la edad, el eje Y la metalicidad de las estrellas y, sobre este plano se eleva la cantidad de masa convertida en estrellas. Las proyecciones en color rojo y azul son $\psi(t)$ y $\psi(z)$ respectivamente. Los valores que toma $\psi(t)$ en cada intervalo de tiempo han de leerse en el eje vertical situado en la parte derecha, mientras que los que toma $\psi(z)$ han de leerse en el eje vertical de la izquierda. En el panel inferior se muestra la misma solución en su versión suavizada (ver texto) que es la que utilizaremos en este trabajo. La HFE tiene $\langle \chi^2 \rangle = 2.79$. La escala de colores (del azul al rojo) sirve para establecer la altura relativa entre los episodios de formación estelar

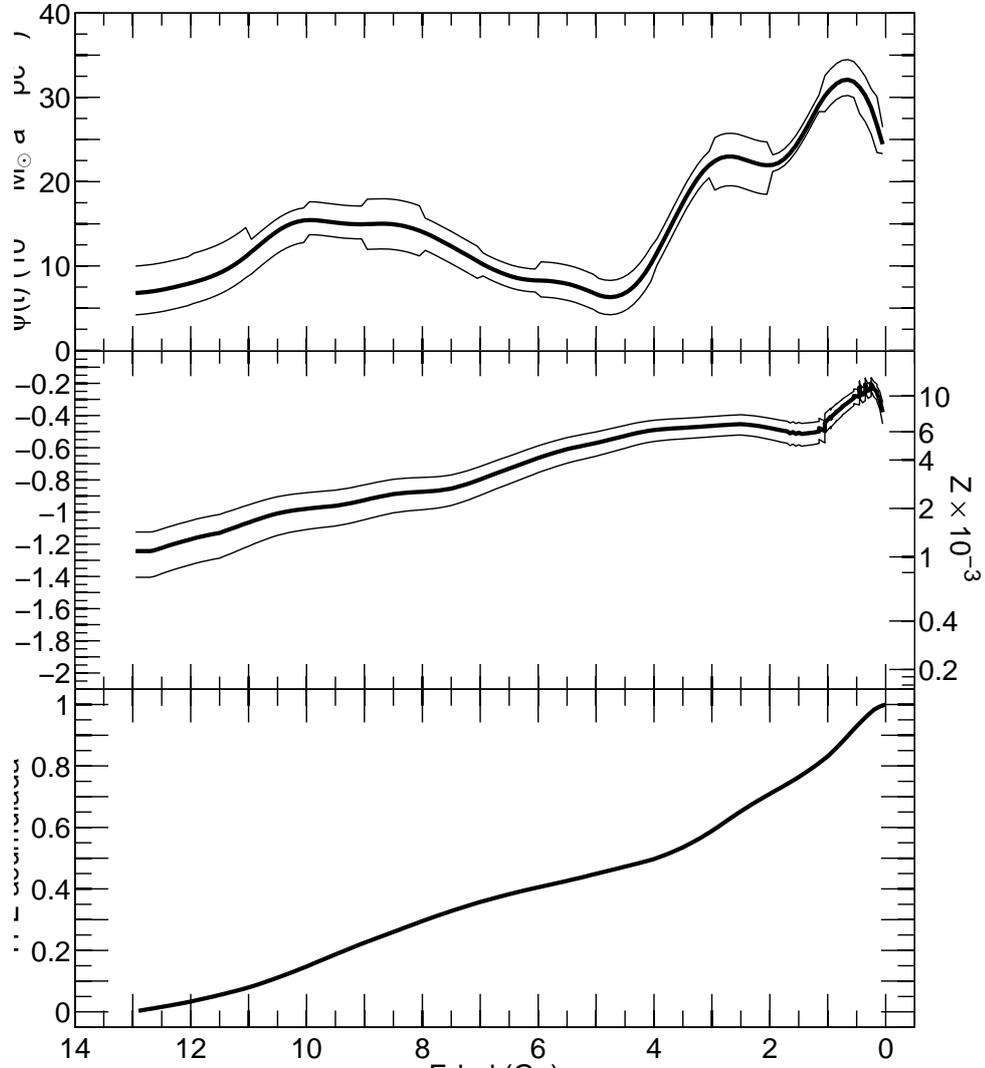


Figura 5.6: Otra representación de la HFE para el campo LMC2. Panel superior: HFE en función del tiempo $-\psi(t)-$. Las líneas delgadas representan el error calculado como la dispersión (σ) de las 32 soluciones. Panel central: ley de enriquecimiento químico $Z(t)$ –en escala logarítmica–, resultado de promediar la $\psi(t, z)$ en z para cada edad. Las líneas delgadas representan el intervalo que contiene al 68% de la distribución. Panel inferior: fracción de masa acumulada convertida en estrellas.

La $\psi(t)$ muestra 2 épocas de mayor formación estelar (la más antigua con un máximo hace ~ 9 Ga, y otra más reciente con 2 sub-brotes –hace ~ 4 y 0.7 Ga–) separadas por un período de unos 1.5 Ga (hace entre 4.5 y 6 Ga) donde el ritmo de formación estelar disminuyó hasta $6 \times 10^{-10} M_{\odot} a^{-1} pc^{-2}$. El máximo ocurrió hace aproximadamente 0.7 Ga, con una TFE de $3.6 \times 10^{-9} M_{\odot} a^{-1} pc^{-2}$.

En el panel central de la Fig. 5.6 presentamos la metalicidad media para cada intervalo de edad, esto es la ley de enriquecimiento químico $Z(t)$. La metalicidad media de las estrellas formadas en cada intervalo de edad se ha calculado usando la siguiente relación:

$$Z(t) = \frac{\sum z_i \psi_i(t)}{\sum \psi_i(t)}$$

Para convertir los valores de la metalicidad Z a valores en términos de la abundancia $[\text{Fe}/\text{H}]$ se usó $[\text{Fe}/\text{H}] = \log(Z/Z_\odot)$ siendo $Z_\odot = 0.019$ la metalicidad solar, que como ya se comentó, es el valor usado por Pietrinferni et al. (2004) en los modelos de evolución estelar. Se observa un aumento de la metalicidad con el tiempo de ~ 0.9 dex desde un valor inicial de -1.25 dex hasta los actuales ~ -0.35 dex.

En la parte inferior de la Fig. 5.6 se muestra la fracción de masa acumulada convertida en estrellas. La cantidad de masa convertida en estrellas se obtiene integrando $\psi(t)$ respecto del tiempo desde el instante inicial hasta el valor representado. Podemos ver que esta región de la LMC necesitó 9 Ga para formar la mitad de sus estrellas; el brote de formación estelar más reciente continuó aumentando la masa estelar del campo hasta alcanzar, hace ~ 0.5 Ga, el 95 % de la masa convertida en estrellas. Estos valores, junto con otros que discutiremos más adelante, se resumen en la Tabla 5.5, filas 7, 8 y 9.

5.5.2. LMC1

El DCM de este campo, ubicado a 5.5° del centro de la LMC en dirección Norte, contiene $\sim 1.1 \times 10^5$ estrellas con buena calidad fotométrica. De su comparación con el DCM modelo obtenemos la HFE que se muestra en la Fig. 5.7. En ella puede verse que la mayor parte de las estrellas se formaron siguiendo el mismo patrón que el campo recién descrito (§5.5.1): en la solución aparecen 2 épocas de formación estelar, aunque en este caso se observa un notorio descenso en la TFE durante el último Ga, precisamente cuando en el campo LMC2 se observa el mayor ritmo de formación estelar.

De manera similar al campo LMC2, en este campo observamos que el ritmo de formación estelar disminuye de manera acusada entre hace 6 y 5 Ga (ver panel superior de la Fig. 5.8 con un mínimo hace ~ 5.5 Ga. La formación estelar alcanzó su máximo hace aproximadamente 3 Ga, con un valor de $9.8 \times 10^{-10} M_\odot a^{-1} pc^{-2}$, mientras que el primer brote de formación estelar, alcanzó una TFE parecida ($8.3 \times 10^{-10} M_\odot a^{-1} pc^{-2}$) hace 8.6 Ga.

El panel central de la Fig. 5.8 muestra la ley de enriquecimiento químico, en la que podemos apreciar un aumento de ~ 0.7 dex en la metalicidad desde la formación de la LMC hasta hace aproximadamente 0.5 Ga. En el panel inferior observamos que este campo de la LMC acumuló una masa (en forma de estrellas) igual a la mitad de su masa estelar, en algo menos de la mitad de la vida de la galaxia –hace 6.8 Ga– y, que el 95 % de la masa estelar en este campo se alcanzó hace ~ 1.2 Ga.

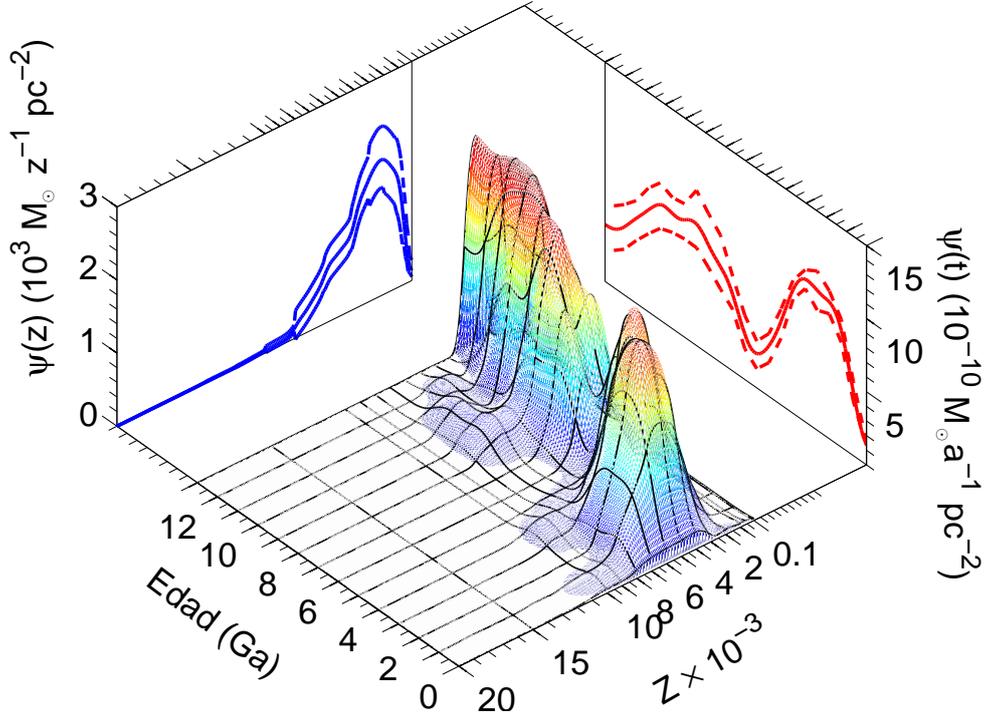


Figura 5.7: Representación tridimensional de la solución para la HFE del campo LMC1. La leyenda es análoga a la de la Fig. 5.5 y $\langle \chi^2 \rangle = 2.11$.

5.5.3. LMC0

Para el campo más externo, ubicado hacia el Norte de la barra y a 7.1° del centro de la LMC, encontramos una HFE (comparando las $\sim 7 \times 10^4$ estrellas del DCM observado con el DCM modelo) donde la primera época de formación estelar (la más antigua) fue más importante que la más reciente. Esto puede verse claramente en la Fig. 5.9 y en el panel superior de la Fig. 5.10, donde también puede verse que se han formado estrellas hasta hace ~ 1 Ga.

La mayoría de las estrellas se formaron durante los primeros 6.5 Ga de la vida de la galaxia ($1.9 M_\odot pc^{-2}$) y sólo una pequeña cantidad ($0.7 M_\odot pc^{-2}$) en los últimos 6 Ga –luego del mínimo registrado hace ~ 6 Ga–. Similarmente a los campos más internos, este campo sigue el mismo patrón edad-metalicidad y aquí puede apreciarse claramente que la cantidad de estrellas formadas con metalicidades altas es menor que en los campos anteriores.

Las poblaciones estelares de edades intermedias presentes en la solución (poblaciones con edades entre 2.5 y 4.2 Ga y entre 4.5 a 6 Ga, con $Z > 0.009$ que pueden verse en la Fig. 5.9) representan el 1.1% del total de las estrellas del DCM solución encontrado y podrían corresponder a las estrellas de la VL que no hemos tenido en cuenta al realizar la descontaminación y que en este caso, al representar el 3.7% de las estrellas del DCM observado son más significativas que en los otros 2 campos donde representaban menos del 2%. Hay

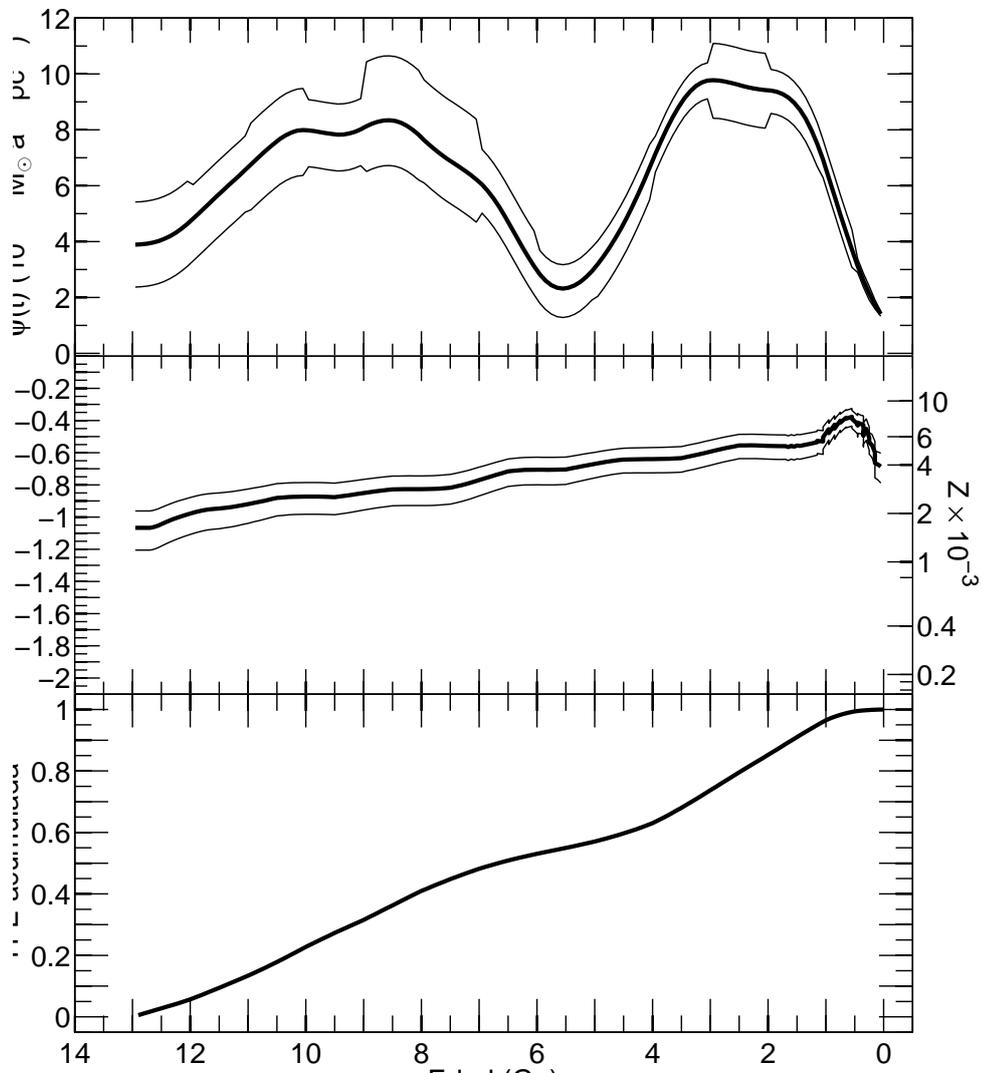


Figura 5.8: HFE para el campo LMC1. La leyenda es análoga a la de la Fig. 5.6.

que señalar que en los campos LMC2 y LMC1 no se detectan estas 2 “islas” de población, ni ninguna otra localizada a otras edades y/o metalicidades. Sin embargo, la presencia de estas estrellas no modifica substancialmente la HFE obtenida.

En el panel central de la Fig. 5.10 se puede ver la tendencia levemente creciente de $Z(t)$. En el panel inferior, vemos como ha ido creciendo la masa de estrellas con el transcurso del tiempo: el 50 % de la masa se formó durante los primeros 3.7 Ga de vida de la LMC, alcanzando el 95 % hace 2 Ga.

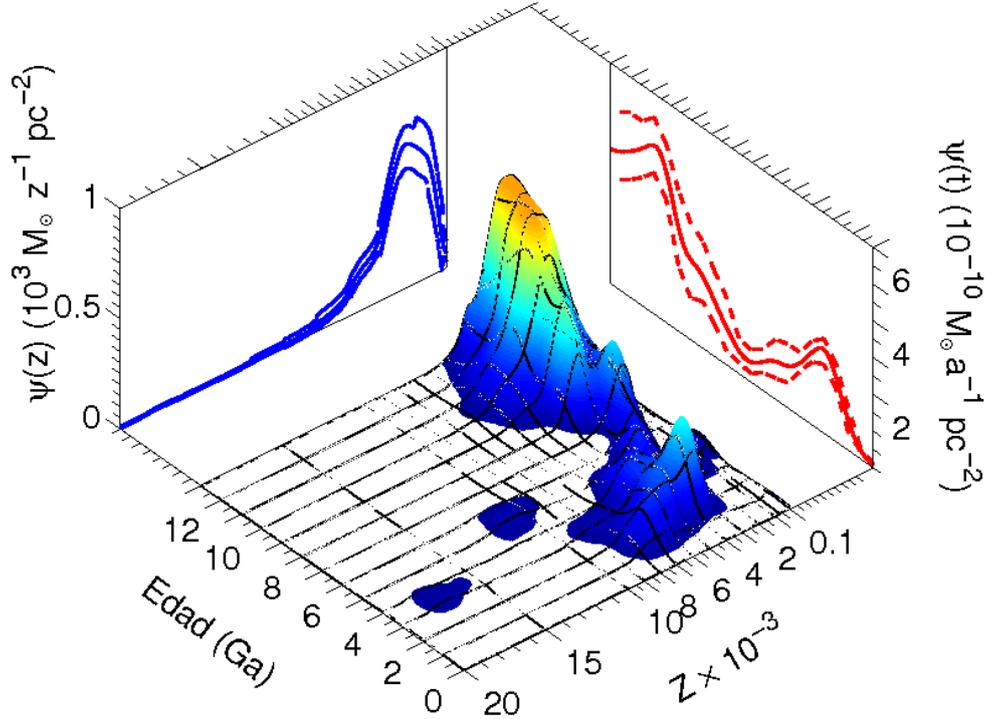


Figura 5.9: Representación tridimensional de la solución para la HFE del campo LMC0. La leyenda es análoga a la de la Fig. 5.5 y $\langle \chi^2 \rangle = 1.45$.

5.6. Gradientes de población estelar: HFE en función del radio galactocéntrico

Para ilustrar como varía la HFE en función de la distancia galactocéntrica hemos representado en la Fig. 5.11 las soluciones obtenidas, indicando en cada caso, a través del mapa de colores cuya escala mantenemos invariable, la elevación sobre el plano edad-metalicidad. En la Fig. 5.12 representamos la TFE, es decir las proyecciones de la HFE en función de la edad de las estrellas, para los 3 campos.

Lo más evidente que podemos apreciar es que el ritmo de formación de estrellas disminuye a medida que nos alejamos del centro de la LMC. Puede verse que todos los campos presentan 2 épocas principales de formación estelar, la primera que comenzó con el inicio de la formación estelar en la galaxia hace aproximadamente 13 Ga y que denominaremos “brote I”, y otra más reciente, que se extiende hasta la actualidad en el campo interno, pero que ha cesado hace ~ 1 Ga en el campo externo y que denominaremos “brote II”; ambas épocas están separadas por un período de actividad reducida que varía en duración según el campo. El brote II se inició cuando el medio ya estaba enriquecido (valores más elevados de la metalicidad que en el caso del brote I).

Según el criterio que hemos establecido en el Capítulo 1 respecto a las edades de las

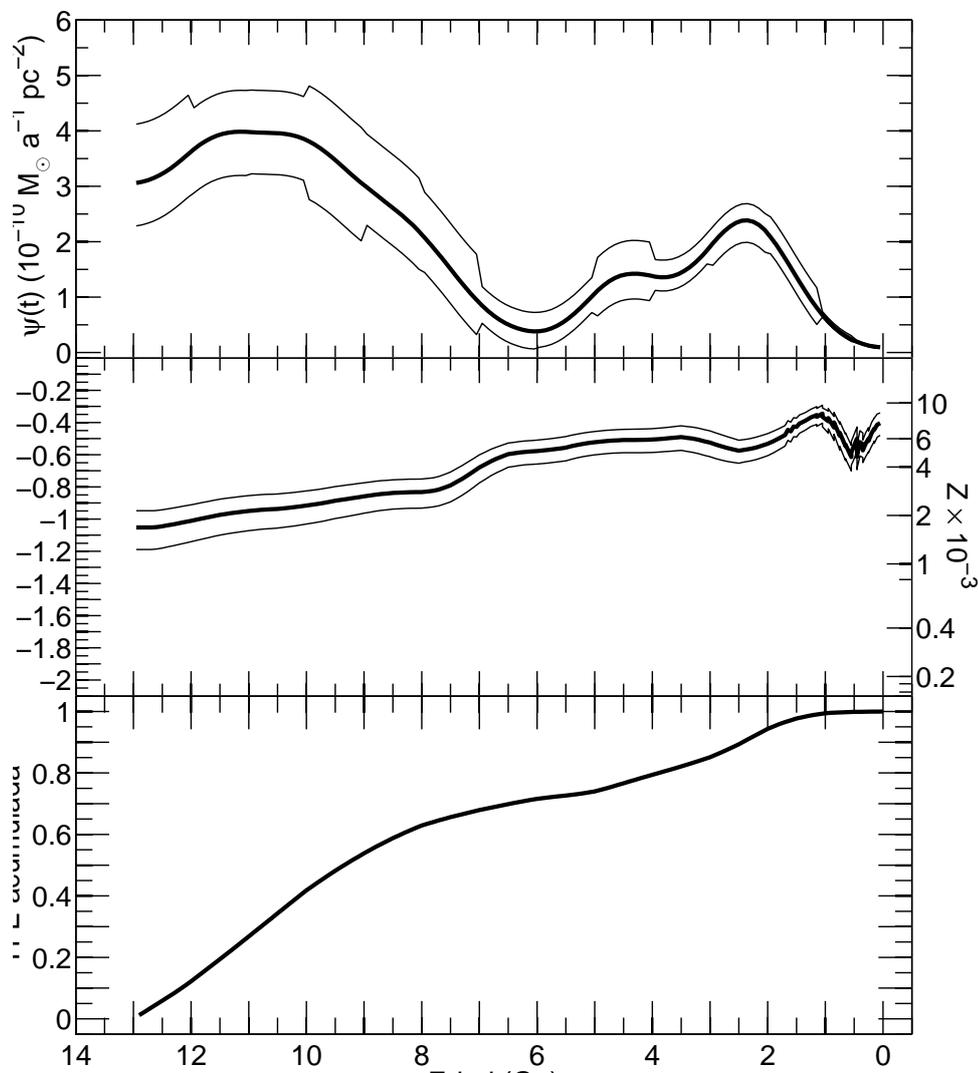


Figura 5.10: HFE para el campo LMC0. La leyenda es análoga a la de la Fig. 5.6

estrellas para clasificarlas en población vieja, de edad intermedia o joven, vemos que el brote I formó tanto población vieja (edad > 10 Ga) como de edad intermedia, mientras que el brote II continuó con la formación de estrellas de edad intermedia y formó a la población joven (edad < 1 Ga) de estos campos de la LMC.

Si analizamos la TFE para las diferentes poblaciones estelares podemos cuantificar la importancia relativa de la población vieja frente a la joven, en función del radio. Puede verse en la columna 6 de la Tabla 5.4 como aumenta con la distancia galactocéntrica al ratio entre la población vieja y la joven. Vemos que el campo que formó un mayor porcentaje de

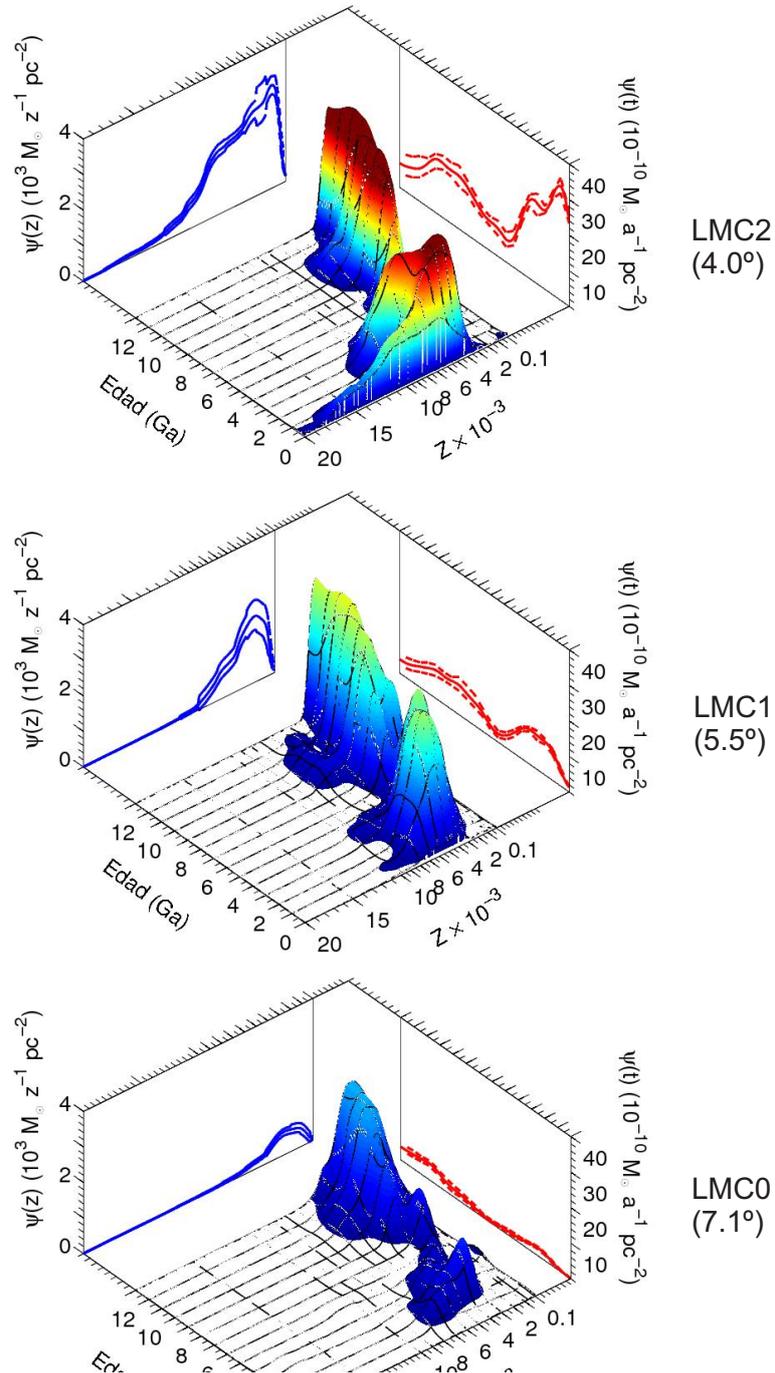


Figura 5.11: Historias de formación estelar de los 3 campos. La escala de colores se ha mantenido invariante para que se aprecie el gradiente en la formación estelar a medida que crece la distancia galactocéntrica. Nótese como la cantidad de gas convertido en estrellas –elevación sobre el plano edad-metalicidad– ha ido disminuyendo desde adentro hacia afuera de la galaxia, así como la importancia relativa del brote más reciente.

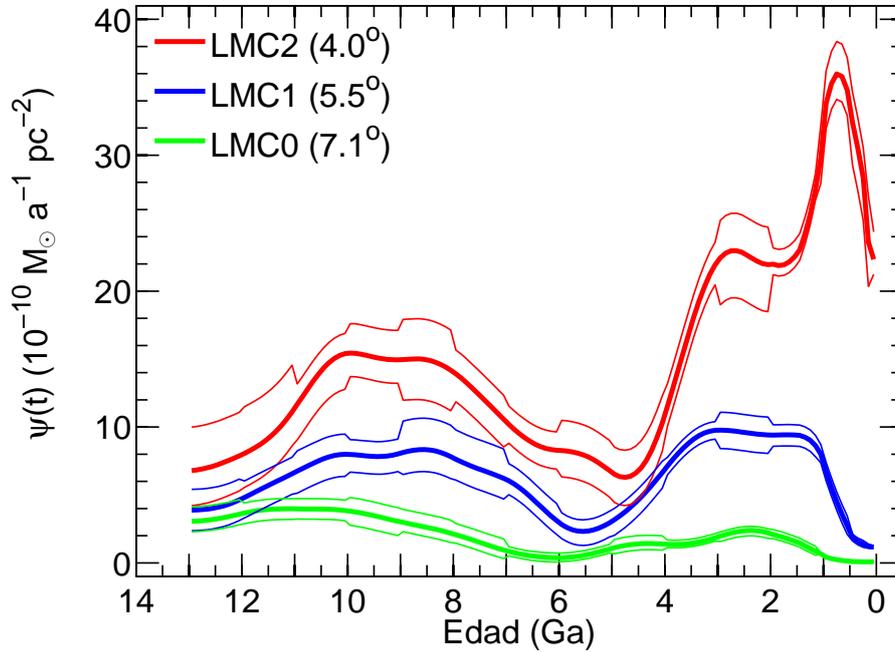


Figura 5.12: Comparación de la TFE de los 3 campos estudiados. Puede verse como disminuye el ritmo de formación estelar a medida que crece la distancia galactocéntrica. Nótese como el máximo en el brote más reciente ocurre antes en los campos más alejados del centro de la LMC y como este brote va perdiendo importancia frente al más antiguo al aumentar la distancia galactocéntrica.

estrellas viejas (> 10 Ga) es el externo, con un 41.5% del total; en cambio es el campo interno el que formó el mayor porcentaje de estrellas jóvenes (< 1 Ga), con un 17% del total de la actividad de formación estelar del campo.

En la Fig. 5.12 puede verse que a medida que nos desplazamos hacia distancias galactocéntricas mayores, no sólo decrece la TFE global, sino que el “centro de gravedad” del brote más reciente se desplaza hacia edades mayores. Además dentro de esta población más joven –la originada por el brote II– se aprecia una tendencia en la edad de tal forma que

Tabla 5.4: Tasa de formación estelar expresada en unidades de $10^6 M_{\odot}$

	Pob. total	Pob. vieja (> 10 Ga)	Pob. edad intermedia	Pob. joven (< 1 Ga)	Pob. vieja/joven
LMC2 (4.0°)	5.05	0.80 (16%)	3.41 (67%)	0.84 (17%)	0.95
LMC1 (5.5°)	2.18	0.46 (21%)	1.65 (76%)	0.07 (3%)	6.57
LMC0 (7.1°)	0.70	0.29 (41.5%)	0.40 (57%)	0.01 (1.5%)	29.00

las estrellas más jóvenes se encuentran en el campo interno, habiéndose formado una buena parte de ellas durante el último Ga –con un máximo hace 0.7 Ga. Para los campos más externos este máximo ocurrió antes –hace entre 3.1 y 1.4 Ga para LMC1 y hace 2.5 Ga para LMC0–. La formación estelar fue poca o nula durante el último Ga en los campos LMC1 y LMC0 respectivamente. En la Tabla 5.5 (fila 6) se da la edad en la que la tasa de formación estelar es máxima.

Si consideramos al mínimo entre las 2 épocas principales de formación estelar como separación entre ambos brotes, encontramos que el brote II comenzó antes a radios mayores y que la intensidad relativa de los 2 brotes (brote II/brote I) varía en la proporción 1:0.72:0.36 ganando importancia el brote más reciente (frente al más antiguo) a medida que nos acercamos al centro. De esta manera, a medida que nos acercamos al centro de la galaxia la edad promedio de la población disminuye y la formación estelar se prolonga hasta edades más jóvenes. La edad de las estrellas más viejas es común en todos los campos analizados.

En la Tabla 5.5 se cuantifican la masa total de gas convertida en estrellas en ambos brotes de formación estelar –filas 1 y 2– y su ratio ($\int_{\text{brote II}} \psi(t) dt / \int_{\text{brote I}} \psi(t) dt$) que señala cuan eficiente fue el brote más reciente frente al primero.

Otro hecho notorio es la marcada disminución en la TFE, durante ~ 1.5 Ga para todos los campos. Esta merma en la producción de estrellas ocurrió primero en los campos más alejados del centro de la LMC: 6, 7.5 y 8.5 Ga después de la formación de la galaxia para LMC0, LMC1 y LMC2 respectivamente. El brote I termina antes y el brote II empieza antes a medida que nos acercamos al centro.

La Fig. 5.13, representa la TFE acumulada –normalizada– en función de la edad, para cada campo. Podemos ver que la transformación del gas presente en la galaxia a estrellas, a través del proceso de formación estelar, fue más rápida en los campos ubicados a mayores

Tabla 5.5: Valores derivados a partir de la HFE

	LMC2	LMC1	LMC0
$\int_{\text{brote I}} \psi(t) dt$ [$10^6 M_{\odot}$]	2.40±0.49	1.22±0.29	0.50±0.14
$\int_{\text{brote II}} \psi(t) dt$ [$10^6 M_{\odot}$]	2.65±0.25	0.96±0.24	0.20±0.05
$\int_{\text{brote II}} \psi(t) dt / \int_{\text{brote I}} \psi(t) dt$	1.10	0.79	0.40
$\int \psi(t) dt$ [$10^6 M_{\odot}$]	5.05±0.75	2.18±0.41	0.70±0.19
$[Fe/H]_{\text{min. TFE}}$ [dex]	-0.55±0.06	-0.70±0.07	-0.59±0.06
$T_{\text{max. TFE}}$ [Ga]	0.7	3.0	2.5
$T_{10\%}$ [Ga]	10.8	11.5	12.2
$T_{50\%}$ [Ga]	4.0	6.8	9.3
$T_{95\%}$ [Ga]	0.4	1.2	2.0

Nota: t es el tiempo y T es la edad, ambas expresadas en Ga y relacionadas según $T = 13 - t$. El inicio de la galaxia tuvo lugar hace $T = 13$ Ga ($t = 0$) y el instante actual es $T = 0$ ($t = 13$).

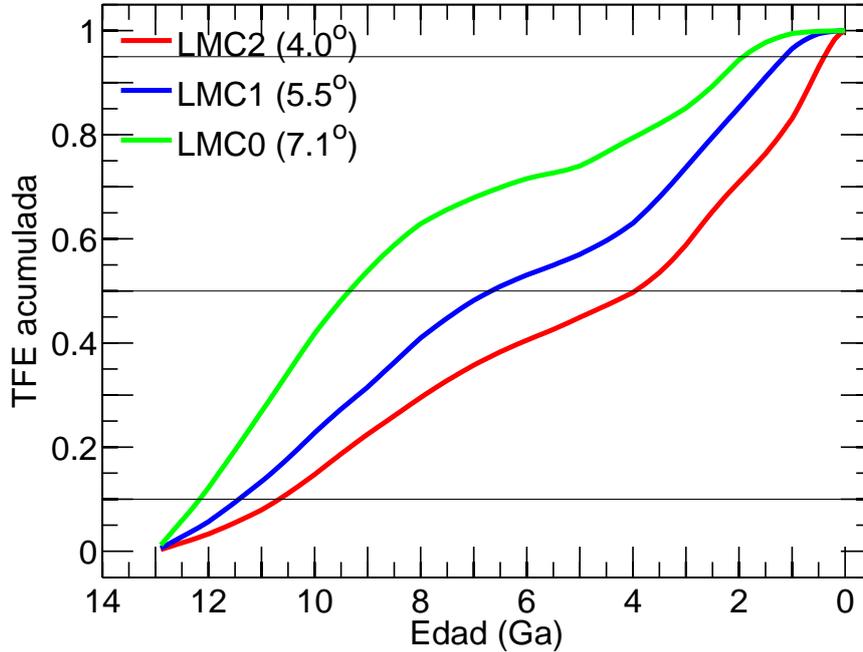


Figura 5.13: Comparación de las TFE acumuladas para los tres campos, normalizadas a 1 en los tres casos. Se puede apreciar claramente que los campos ubicados a mayores distancias galactocéntricas han formado un mayor porcentaje del total de estrellas en la primera mitad de la vida de la galaxia. Se han indicado con líneas horizontales las fracciones de masa correspondientes al 10, 50 y 95 %.

distancias galactocéntricas. Por ejemplo, cuando el campo externo acumuló la mitad de la masa actual de estrellas, ~ 3.7 Ga después de su formación, el campo ubicado 1.6° más hacia el interior (LMC1) sólo había formado el 28 %, mientras que el campo interno (a 4.0° del centro) había generado el 20 % de la masa total.

Transcurridos 6.5 Ga, es decir, a la mitad de la vida de la galaxia, el campo interno – LMC2– había acumulado solo el 38 % de su masa, mientras que el campo externo –LMC0– casi duplicaba ese valor (acumulando el 70 %); el intermedio, durante ese tiempo generó la mitad de su masa actual (50 %).

5.6.1. Ley de metalicidad

En la Fig. 5.14 se ha representado la ley de enriquecimiento químico de los 3 campos. Se ve claramente la tendencia creciente de la metalicidad a medida que transcurre el tiempo, como también la similitud en el rango de metalicidad en los 3 campos. La galaxia ha comenzado su historia con una metalicidad media promedio de ~ -1.1 dex alcanzando hace aproximadamente 1 Ga una metalicidad $[\text{Fe}/\text{H}]$ comprendida entre los valores -0.35 y -0.55 dex.

Hay que notar que la metalicidad inicial no es nula –como cabría esperarse al momento de formación de cualquier galaxia, pues ésta tendrá la composición química dada por los productos de la nucleosíntesis primordial, esencialmente H y He–. La “relativamente” alta

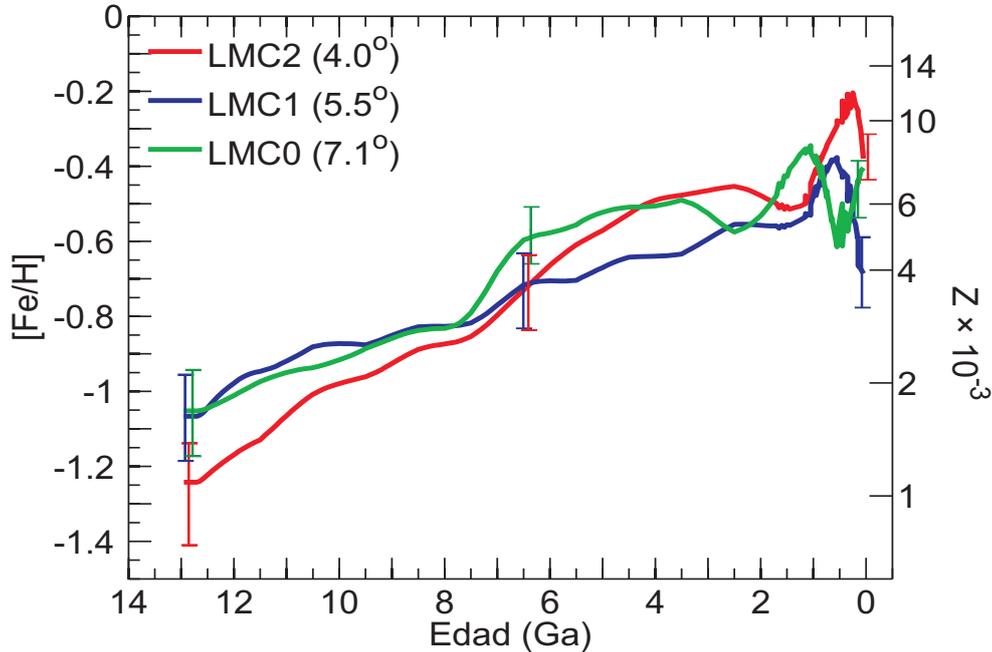


Figura 5.14: Comparación de la ley de metalicidad de los tres campos estudiados. Junto a la metalicidad media de cada campo se indica –en el momento de formación de la galaxia, cuando tenía 6.5 Ga y en la actualidad– su intervalo de confianza.

metalicidad inicial de estos campos $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.1$ ($Z=0.0015$)– está probablemente indicando que su aumento al inicio de la evolución de la LMC fué muy rápido y que nuestro método no es capaz de resolverlo. Otro hecho a notar es un aumento de la metalicidad más acusado coincidiendo con el último brote de formación estelar en cada campo. La caída posterior seguramente no es real y posiblemente se deba a la escasa estadística de estrellas jóvenes.

Comparación con resultados obtenidos espectroscópicamente

Las relaciones edad-metalicidad obtenidas se pueden comparar con las obtenidas en trabajos anteriores. Carrera et al. (2008a) observaron espectros de estrellas de la RGB en nuestros mismos campos. En particular emplearon las líneas del triplete infrarrojo del Ca II para obtener, a partir de la anchura equivalente reducida, la metalicidad de cada una de las 150 estrellas observadas en LMC2, LMC1 y LMC0; la edad la estimaron utilizando una relación analítica entre el color, la magnitud y la metalicidad (ver Ec. 2 de Carrera et al. 2008a), obtenida a partir de un DCM sintético.

En la Fig. 5.15 hemos representado sus resultados para diferentes rangos de edad (ver Tabla 4.2) –círculos negros– junto con los valores de edad y metalicidad obtenidos en este trabajo –círculos rojos– y las edades y metalicidades de las estrellas de la RGB encontradas en nuestro DCM solución –puntos azules–, en la misma región donde Carrera et al. (2008a) realizaron las observaciones espectroscópicas. Puede verse que, dentro de los

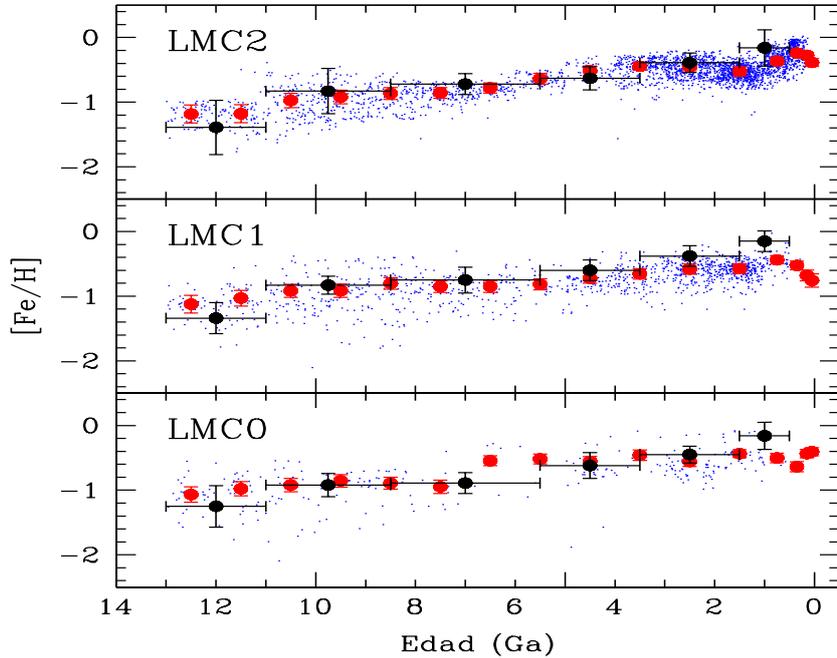


Figura 5.15: Comparación de la relación edad-metalicidad obtenida en este trabajo –rojo– y la derivada por Carrera et al. (2008a) utilizando técnicas espectroscópicas –negro–. Para los valores de Carrera et al. (2008a) se ha representado, junto a la metalicidad media y su dispersión, el rango de validez (barras horizontales) en Ga para cada determinación. Los puntos azules corresponden a las estrellas de la RGB encontradas en nuestra solución.

errores asociados a ambas determinaciones (calculados como las dispersiones σ del valor medio), el acuerdo es muy bueno para edades mayores a 1 Ga. Solo 1 punto del campo LMC0 no concuerda con los valores de la metalicidad obtenidos por Carrera et al. (2008a) presentando una metalicidad ~ 0.4 dex mayor, esta discrepancia se puede deber a la pobre estadística que tenemos en la zona del mínimo de formación estelar para este campo, hecho que provoca una mayor incertidumbre en el cálculo de la metalicidad.

Para edades menores a 1 Ga el acuerdo no es bueno, pero obedece a lo que ya mencionamos antes: la caída de nuestros datos seguramente no es real y posiblemente se deba a la escasa estadística de estrellas jóvenes.

Estos resultados son una prueba importante del método que estamos utilizando (IAC-pop) para derivar la HFE, porque muestran la consistencia externa del código para determinar la ley de metalicidad $Z(t)$.

Es interesante señalar que también en los resultados espectroscópicos tenemos un aumento más fuerte coincidiendo con el último brote de formación estelar.

5.7. Los diagramas color-magnitud solución

En la Fig. 5.16 presentamos una comparación entre el DCM observado y su correspondiente DCM encontrado como solución –paneles izquierdos y centrales– para cada uno de los campos.

Se observa un acuerdo satisfactorio en todas las fases evolutivas excepto en la rama horizontal que se muestra más extendida hacia el azul en los DCM solución. Las diferencias en la HB pueden explicarse si se tiene en cuenta, por ejemplo, que elecciones solo un poco diferente en la pérdida de masa en la fase de gigante roja tienen un gran impacto sobre la HB.

En los paneles de la derecha se muestra la posición que ocupan diferentes poblaciones estelares en cada DCM solución, donde se indican con diferentes colores a las poblaciones con edades menores a 4 Ga. La población joven (edad < 1 Ga) es mucho más importante en el campo interno donde representa el 28 % del total de las estrellas allí formadas, en LMC1 es el 7 % y solo el 1 % en el campo externo.

Es interesante notar que hay acuerdos muy interesantes en la zona del RC, en particular en relación al RC secundario y a la extensión vertical del RC, estructuras muy destacadas en los campos más internos. Habíamos visto en §4.1.1 que el RC secundario está formado por estrellas con edades entre 1 y 2 Ga y metalicidades $Z > 0.004$. En el campo LMC2 estas estrellas representan el 15 % de la población total, una cantidad similar (14 %) en el campo LMC1, pero solo un 7 % en el campo externo LMC0.

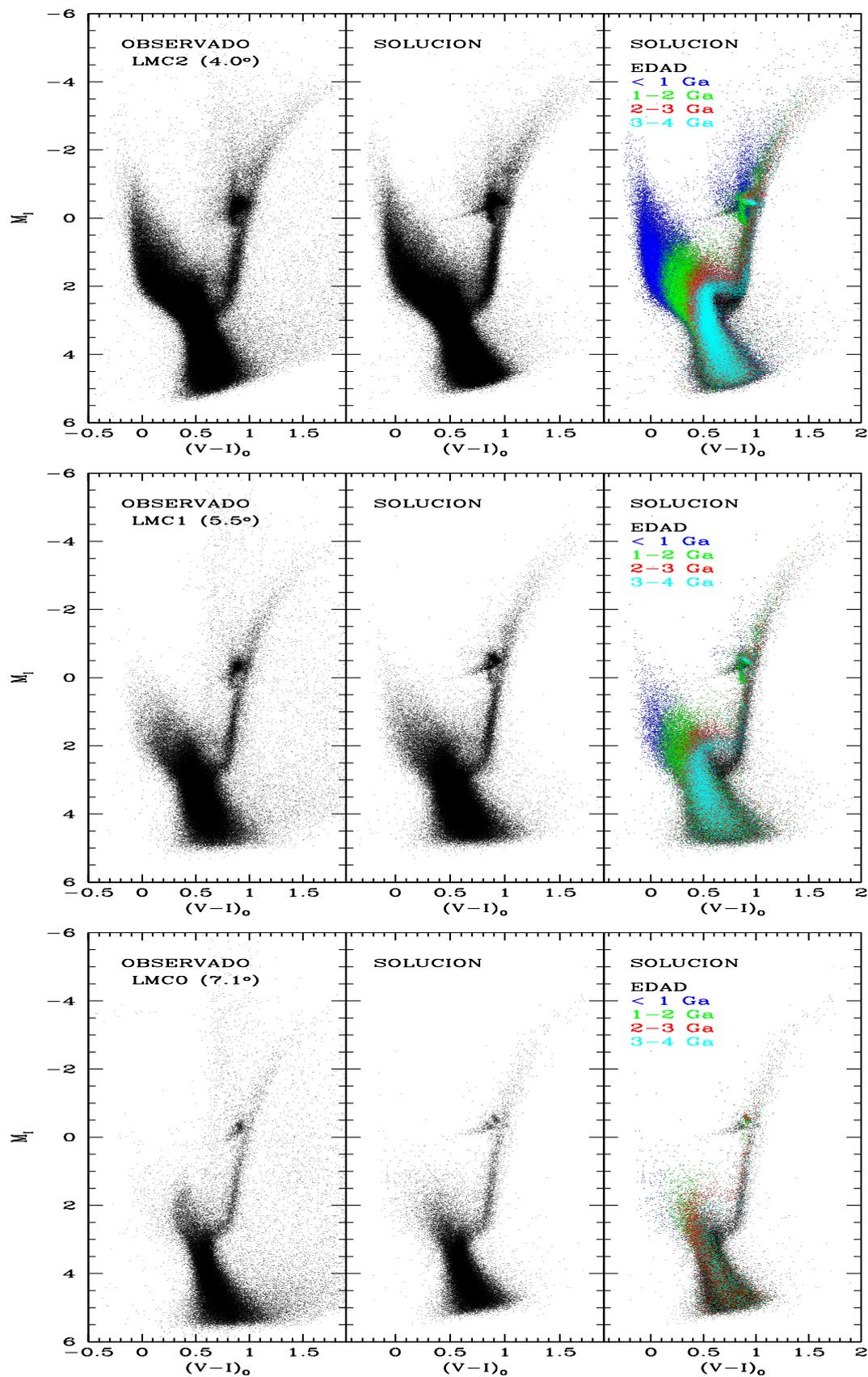


Figura 5.16: Diagramas color-magnitud observados y solución para cada uno de los 3 campos de la LMC. En los paneles de la izquierda los DCM observados, en los centrales los DCM solución y en los paneles de la izquierda los DCM solución donde se señalan con diferentes colores las poblaciones estelares más jóvenes.

6

Discusión

En este Capítulo pondremos nuestros resultados dentro del contexto actual del conocimiento de la LMC y discutiremos algunos puntos que nos ayudarán a dilucidar como ha evolucionado la LMC y comprender un poco mejor su estructura.

6.1. Comparación con trabajos anteriores

Es muy difícil intentar comparar (buscando similitudes y/o diferencias) los trabajos previos a esta Tesis que analizaron la HFE de la LMC. Y esto es así dada la diversidad e inhomogeneidad de los estudios realizados: la gran mayoría analiza unos pocos campos, por lo general de pequeñas dimensiones, ubicados en diferentes regiones de la LMC. Un panorama completo de los estudios realizados en la LMC se puede ver en la Fig. 6.1.

Ante esta dificultad, nos limitaremos a reseñar los trabajos anteriores y a hacer una breve descripción de sus resultados. Luego situaremos y comentaremos los resultados más relevantes de nuestro trabajo, para, posteriormente, enmarcarlos dentro de los resultados obtenidos en los estudios previos.

Utilizando un método similar al de este trabajo de Tesis (Bertelli et al., 1992; Olsen, 1999; Holtzman et al., 1999; Dolphin, 2000; Smecker-Hane et al., 2002; Javiel et al., 2005; Harris & Zaritsky, 2009) o mediante estudios basados en análisis morfológicos de los DCM, superposición de isocronas teóricas y funciones de luminosidad (Hardy et al., 1984; Westerland et al., 1995; Elson et al., 1997; Geha et al., 1998; Castro et al., 2001) de varios campos ubicados en diferentes posiciones en la LMC, se encuentra que la HFE varía según la ubicación. Por ejemplo, existe un acuerdo generalizado sobre la HFE de la barra de la LMC: se encontró una época inicial de formación estelar seguida por un período de relativa inactividad (coincidente con el *age-gap* de los cúmulos estelares) que duró varios Ga y, hace 4 o 5 Ga se reinició la formación estelar que continua hasta la actualidad. Para el disco de la LMC, no existe una coincidencia clara entre las HFE obtenidas por los diferentes estudios. Algunos encuentran la misma época de escasa actividad en la formación estelar (Dolphin,

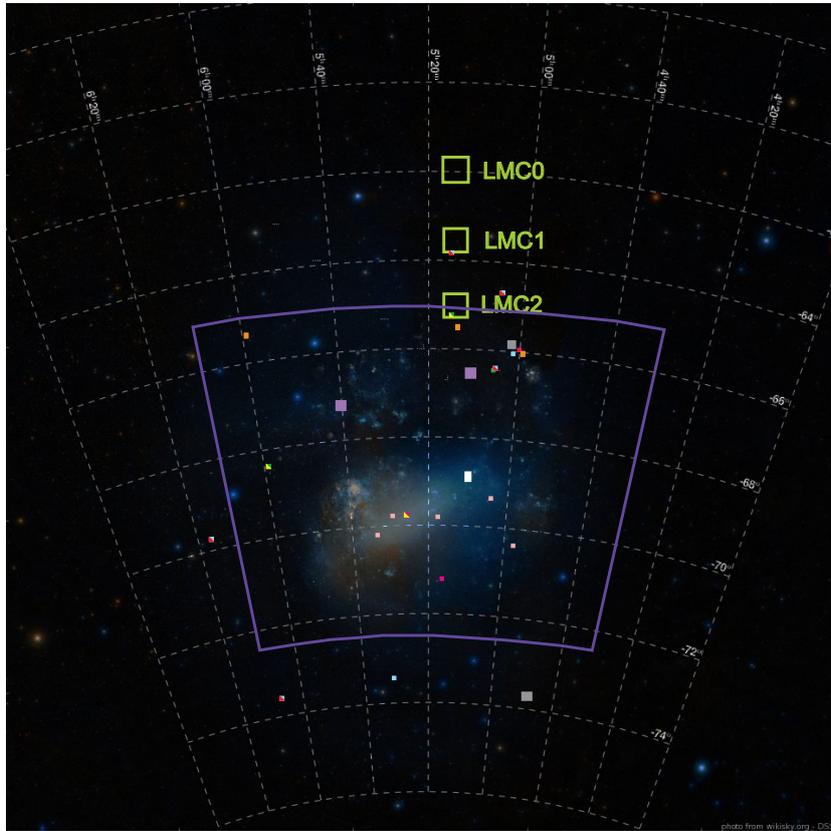


Figura 6.1: Distribución espacial de los estudios anteriores. El tamaño de cada cuadrado indica el tamaño real de cada campo. Los colores hacen referencia a los autores: Hardy et al. (1984) (blanco), Bertelli et al. (1994) (naranja), Westerlund et al. (1995) (gris), Elson et al. (1997) (marrón), Geha et al. (1998) (verde oscuro), Holtzman et al. (1999) (amarillo), Olsen (1999) (rosa), Dolphin (2000) (lila), Castro et al. (2001) (celeste), Smecker-Hane et al. (2002) (magenta), Javiel et al. (2005) (rojo) y Harris & Zaritsky (2009) (violeta), en este caso solo se ha señalado el área analizada y no el tamaño de los campos). En color verde los campos analizados en esta Tesis. Crédito de la imagen: wikisky.org – DSS2.

2000) que en la barra, mientras que otros (Geha et al., 1998; Holtzman et al., 1999) deducen una formación estelar continua a lo largo de toda la vida de la galaxia –presentando variaciones según la ubicación del campo (sobre todo en la formación estelar en los últimos Ga)–.

El trabajo de Harris & Zaritsky (2009) tiene el mérito de obtener la HFE en un área de $8.5^\circ \times 7.5^\circ$ que abarca al cuerpo principal de la LMC. Sus observaciones solo alcanzan hasta $V = 21$ por lo que deben complementarlas con resultados publicados basados en observaciones del HST para edades mayores a 4 Ga (sobre todo para las poblaciones viejas de los campos muy poblados de la barra). Obtienen la HFE global de la LMC: una época inicial de formación estelar, seguida por un período de relativa inactividad y hace 5 Ga se retoma la formación estelar que se mantiene hasta la actualidad y que se presenta en forma de brotes –centrados hace aproximadamente 2.5, 0.5, 0.1 y 0.015 Ga–.

Nuestro trabajo analiza 3 regiones en el disco de la LMC. Por tratarse de campos de gran

tamaño ($36' \times 36'$), observados con muy buena calidad fotométrica, ha sido posible obtener DCM profundos con gran completitud (mayor del 80% aún cuando el *crowding* es importante como sucede para el campo LMC2) en la muestra de estrellas. Como los DCM alcanzan los puntos de giro más viejos de la MS, es posible derivar la HFE de las poblaciones de todas las edades –inclusive la más vieja– a partir de la información en la Secuencia Principal.

Encontramos 2 épocas de formación estelar separadas por un período de ~ 1.5 Ga de escasa actividad. La época inicial (brote I) comenzó hace 13 Ga y duró entre 6 y 7 Ga. La otra época de formación estelar, la más reciente (brote II), comenzó hace entre 5 y 6 Ga y parece desdoblarse en 2 sub-brotos para el caso del campo interno –uno hace 2.75 Ga y el otro hace 0.7 Ga–.

Lo más interesante es que con la distancia galactocéntrica cambia la importancia relativa de los brotes. Su intensidad relativa (brote II/ brote I) varía en la proporción 1:0.72:0.36 ganando importancia el brote más reciente frente al más antiguo a medida que nos acercamos al centro.

En el campo interno actualmente continúan formándose estrellas por lo que allí la población joven tiene unos pocos Ma; en los campos más alejados, la formación estelar actual ya no es tan eficiente –LMC1– o ha cesado –LMC0– con lo cual la edad de la población más joven aumenta hacia afuera.

Harris & Zaritsky (2009) además de obtener la HFE global de la LMC, la han calculado para diversas regiones. Entre ellas se encuentra la zona que denominaron “Northwest Void” que se encuentra alineada en la misma dirección que nuestros 3 campos, a 2.3° más hacia el interior de la LMC (centrada en $\alpha_{2000}=5^h 14^m$, $\delta_{2000}=-67^\circ 20'$). Es interesante comparar la HFE que ellos obtienen con nuestros resultados. En la Fig. 6.2 presentamos esta comparación, donde la tasa de formación estelar del Northwest Void ha sido escalada al tamaño de nuestros campos.

Se puede observar que la TFE del Northwest Void presenta el mismo patrón durante los últimos 11 Ga –dentro de los errores asociados a ambas determinaciones– que los encontrados para los campos LMC0, LMC1 y LMC2 aunque con una formación estelar más intensa, particularmente desde hace ~ 5 Ga, como es de esperar que suceda hacia las regiones centrales. Es interesante notar que el brote más joven adquiere una mayor importancia (frente al más viejo) siguiendo la misma tendencia observada al movernos hacia el interior de la galaxia. Además muestra el mismo desdoblamiento que encontramos para el campo LMC2, coincidiendo muy bien en edad (ver ampliación en el panel derecho de la Fig. 6.2) y presenta un sub-brote más joven (~ 0.1 Ga).

La HFE obtenida en esta Tesis muestra por primera vez la HFE detallada de una amplia región del disco de la LMC, ubicada hacia el Norte de la barra y a grandes distancias galactocéntricas. Por tratarse de campos extensos, la HFE derivada no está sujeta a fluctuaciones locales, como puede suceder en el caso de las HFE calculadas para campos pequeños –como los del HST–. De esta manera, la HFE brinda un panorama más global de la historia evolutiva de la galaxia a diferentes distancias galactocéntricas.

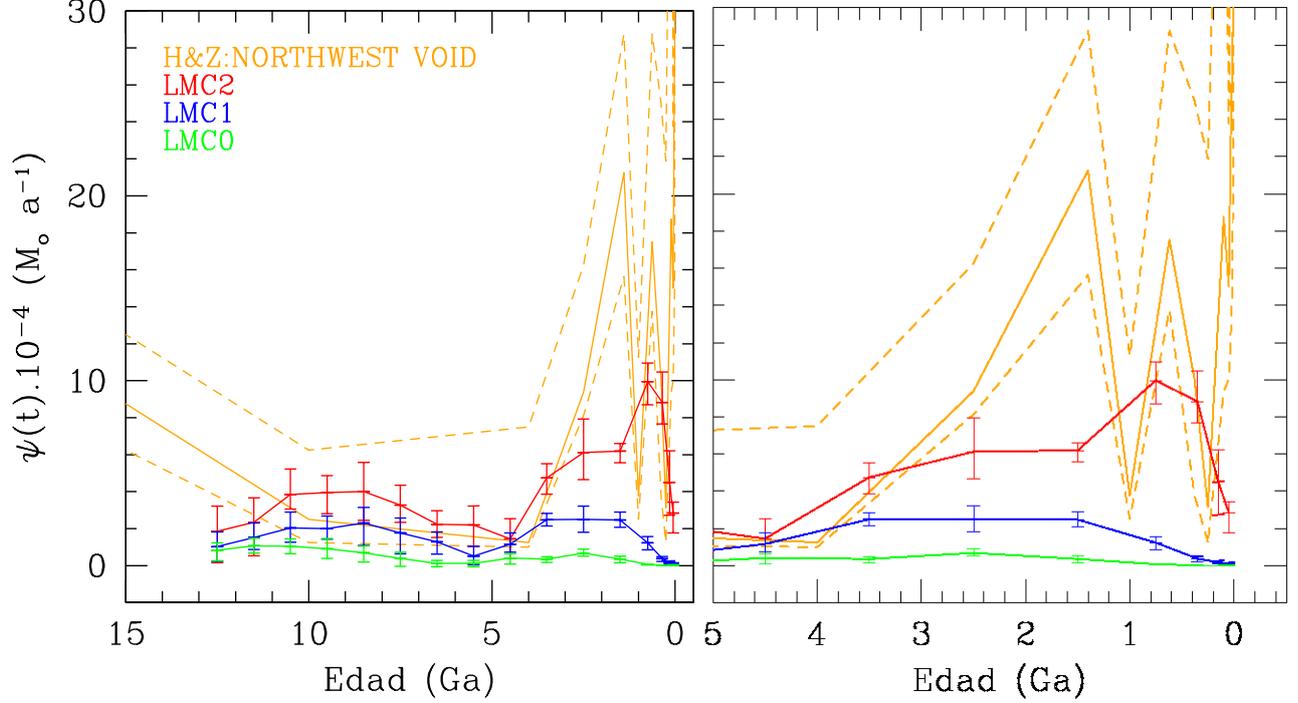


Figura 6.2: Comparación entre las TFE obtenidas y la de Harris & Zaritsky (2009) para su “Northwest Void”. En la TFE de Harris & Zaritsky se indican con líneas de trazos la incertidumbre en la determinación de la solución, nótese el buen acuerdo morfológico –dentro de los errores asociados a ambas determinaciones– de las TFE del campo LMC2 y del Northwest Void que se encuentra 2.5° más cerca del centro de la galaxia.

6.2. Cúmulos estelares

Uno de los objetos más extensa y detalladamente estudiados en la LMC es su sistema de cúmulos estelares. Una gran cantidad de trabajos se encarga de obtener sus propiedades básicas (edad, metalicidad, masa) con las que se puede determinar, entre otras cosas, la distribución en edad y la relación edad-metalicidad. De ellas se deduce que la formación de cúmulos no fue constante en el tiempo sino que existió, hace entre 3 y 10 Ga una época donde solo parece haberse formado un único cúmulo (ESO121-SC03) –y decimos parece, porque algunos autores (por ejemplo Bica et al. 1998 y Bekki & Chiba 2007) cuestionan si ESO121-SC03 se formó en la LMC, o fue capturado por ella–. En esta sección nos dedicaremos a comparar la relación edad-metalicidad y la distribución en edad que presenta la población de cúmulos estelares con nuestros resultados obtenidos a partir de una muestra de estrellas ubicadas en la parte externa del disco de la LMC. También compararemos la HFE derivada recientemente por Maschberger & Kroupa (2011) a partir de la masa y edad de 922 cúmulos estelares, con la obtenida en este trabajo.

6.2.1. Relación edad-metalicidad

En la Fig. 6.3 hemos representado la relación edad-metalicidad para las estrellas de campo obtenida en el Capítulo anterior para cada campo junto a la relación edad-metalicidad de 102 cúmulos cuyas edades y metalicidades se han obtenido de la literatura: catálogos de Olszewski et al. (1991), Dirsch et al. (2000), Bica et al. (2008), Harris & Zaritsky (2009) y Balbinot et al. (2010) y que se tabulan en el Apéndice A.

Lo más evidente que podemos ver en la Fig. 6.3 es la falta de cúmulos con edad entre ~ 4 y 10 Ga *–age-gap–* con lo cual no se puede derivar a partir de ellos una ley de enriquecimiento químico completa y detallada. Solo se puede decir que la abundancia aumentó de $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.5$ (cúmulos viejos) a $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.5$ (cúmulos jóvenes) y que falta información *–metallicity gap–* en el período comprendido entre 3 y 10 Ga atrás. Antes de esa época, la LMC había formado unos cuantos cúmulos de baja metalicidad, semejantes a los cúmulos globulares de la VL, y en épocas más recientes *–hace ~ 3 Ga–* se reanudó la formación de cúmulos que continúa activa hasta nuestros días. Cabe aclarar que en los catálogos consultados, los cúmulos más viejos tienen edades mayores a la edad que hemos considerado como época de formación de la LMC (13 Ga, ver §5.1). Esto se ve claramente en la parte izquierda de la Fig. 6.3 donde aparece una concentración de cúmulos de baja metalicidad más viejos que 13 Ga. Las considerables diferencias en edad son causadas por los modelos de evolución estelar y los criterios adoptados por los diferentes autores al determinar la edad de los cúmulos.

Es interesante resaltar la excelente correspondencia entre las metalicidades de los cúmulos más jóvenes y la de las estrellas de campo. Nótese que en los cúmulos estelares también se observa un incremento de metalicidad en el último Ga, coincidente con el que habíamos derivado para las estrellas de nuestros campos, particularmente de los 2 campos más internos. El resto de los cúmulos guarda un muy buen acuerdo con las metalicidades encontradas para las estrellas de campo *–salvo unos pocos con edades comprendidas entre 1 y 2 Ga que parecen tener un déficit en metales.* La notable dispersión de metalicidad de los cúmulos viejos está de acuerdo con la idea discutida en §5.6.1 de que el incremento de la metalicidad fué muy rápido al inicio de la evolución de la LMC.

La formación estelar de nuestros 3 campos fue continua *–aunque presenta un mínimo localizado entre los 2 brotes–*. Las estrellas formadas han ido aumentando paulatinamente su metalicidad con el transcurso del tiempo. No se observa el *age-gap* característico de los cúmulos estelares de esta galaxia, donde solo se formó ESO121-SC03 con una abundancia ($[\text{Fe}/\text{H}] = -0.97 \pm 0.1$) similar a la encontrada en las estrellas de campo formadas en esa misma época (LMC0 y LMC1: $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.85 \pm 0.10$, LMC2: $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.95 \pm 0.12$).

6.2.2. Distribución en edad

Con el fin de ver si existe o no un cese o disminución de la formación estelar similar a la encontrada en los cúmulos (*age-gap*) construimos un histograma mostrando su distribución en edad y lo comparamos con la TFE de los 3 campos. La comparación solo es cualitati-

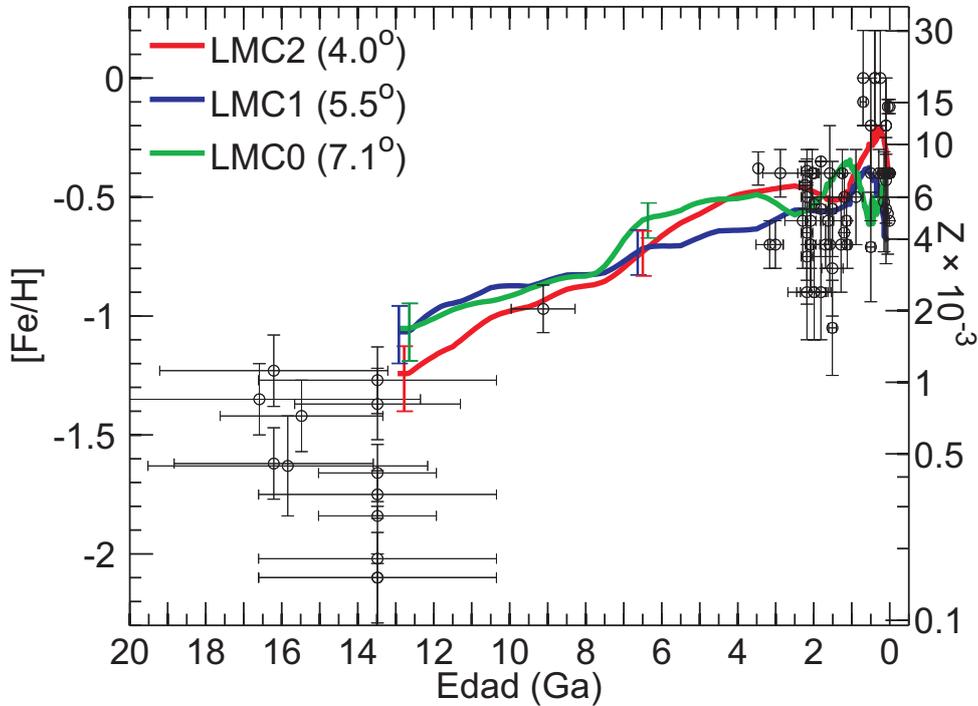


Figura 6.3: Relación edad-metalicidad de los cúmulos obtenidos de la literatura (círculos negros) superpuesta a la relación edad-metalicidad obtenida en este trabajo. En cada cúmulo se ha indicado el error en edad y metalicidad.

va debido a (i) la inhomogeneidad en la adopción de los modelos evolutivos y parámetros considerados en la determinación de la edad, (ii) la elección de la época de formación de la LMC (13 Ga, ver §5.1), (iii) la elevada incertidumbre en la determinación de las edades de los cúmulos más viejos, que llega a ser hasta del 30%, y (iv) la gran cantidad de cúmulos con edades menores a 2 Ga.

Usamos todos los cúmulos con edad conocida que pudimos recopilar de la literatura: los tabulados en el Apéndice A –102 cúmulos distribuidos por toda la galaxia– y los del catálogo de Pietrzynski & Udalski (2000) –600 cúmulos ubicados en la zona central de la LMC–. En total, conforman una muestra de 678 cúmulos que contiene a todos los cúmulos observados con edades mayores a 4 Ga, pero no es completo para los cúmulos más jóvenes. En la Fig. 6.4 se muestra el histograma, normalizado al máximo de la distribución, y en el cual hemos agrupado a los cúmulos más viejos en el intervalo comprendido entre 11 y 13 Ga (debido a (ii) y (iii)). A este histograma se ha superpuesto el correspondiente a la HFE de los 3 campos (también normalizada al valor máximo de la formación estelar). Confrontando ambas distribuciones vemos que la formación estelar en este sector de la LMC muestra una evolución diferente a la de los cúmulos: no se observa, dentro del *age-gap* de los cúmulos,

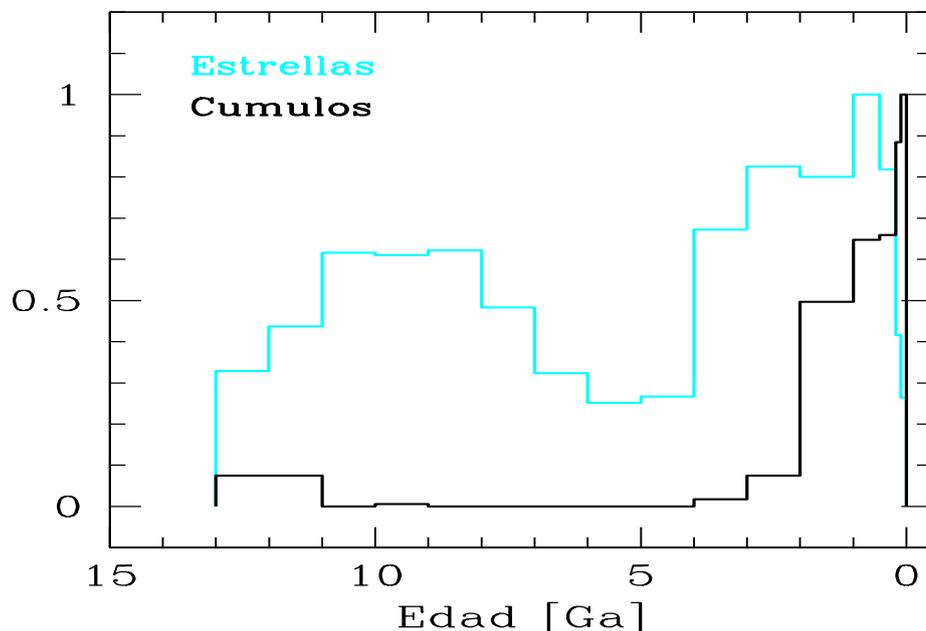


Figura 6.4: Comparación entre la distribución en edad de los cúmulos (negro) y la formación estelar total (celeste) de los 3 campos de la LMC analizados en esta Tesis. Ambas están normalizadas a sus respectivos máximos. Obsérvese la notable diferencia en el intervalo 3 - 11 Ga que corresponde al *age-gap* de los cúmulos.

una interrupción en la formación estelar de estrellas de campo. Se aprecian los 2 episodios de formación –tanto de estrellas como de cúmulos–, siendo más notable el que comenzó hace ~ 4 Ga. En el caso de las estrellas de campo, el brote más antiguo se prolonga hasta edades intermedias y el más reciente empieza antes.

6.2.3. Historias de formación estelar y de cúmulos

Recientemente, Maschberger & Kroupa (2011) derivaron la HFE de la LMC a partir de una relación entre la tasa de formación estelar en un intervalo de edad determinado con la masa del cúmulo más masivo formado en ese intervalo de edad. Remitimos al lector a este artículo para los detalles del procedimiento.

Maschberger & Kroupa (2011) utilizaron una muestra de 922 cúmulos con edades y masas conocidas que corrigieron de los efectos causados por la evolución –dinámica y estelar–, obteniendo de esta manera la masa de los cúmulos en el momento del nacimiento (ver panel superior de la Fig. 6.5). La muestra de cúmulos con edades mayores a 1 Ga presenta zonas sin datos –una de ellas es el *age-gap*– lo que hace imposible la estimación directa de la TFE. Para salvar esta dificultad definen la masa “límite de desvanecimiento” como la masa mínima que debería tener un cúmulo para ser detectado (indicada con línea de rayas en el panel superior de la Fig. 6.5) y calculan con ella una cota superior de la TFE. La cota

inferior la establecen suponiendo que no se formaron cúmulos ($M_{max} = 0 M_{\odot}$).

Con la masa de los cúmulos más masivos y las cotas establecidas en los intervalos de edad donde no se observan cúmulos, calculan –a través de la relación empírica que vincula la masa con la TFE– la historia de formación estelar de la LMC (ver detalles en Maschberger & Kroupa, 2007 y 2011). En la parte inferior de la Fig. 6.5 muestran la solución obtenida a partir de su análisis.

Aunque su estudio se restringe a la zona central de la galaxia, creemos interesante, dado que es el estudio más reciente y que involucra una gran cantidad de cúmulos, comparar la TFE extraída a partir del sistema de cúmulos con la encontrada utilizando estrellas de campo. En la Fig. 6.6 reproducimos los resultados obtenidos por Maschberger & Kroupa (2011) junto con la TFE combinada de los 3 campos (en celeste). Vamos a realizar una comparación de estas 2 TFE obtenidas por diferentes métodos.

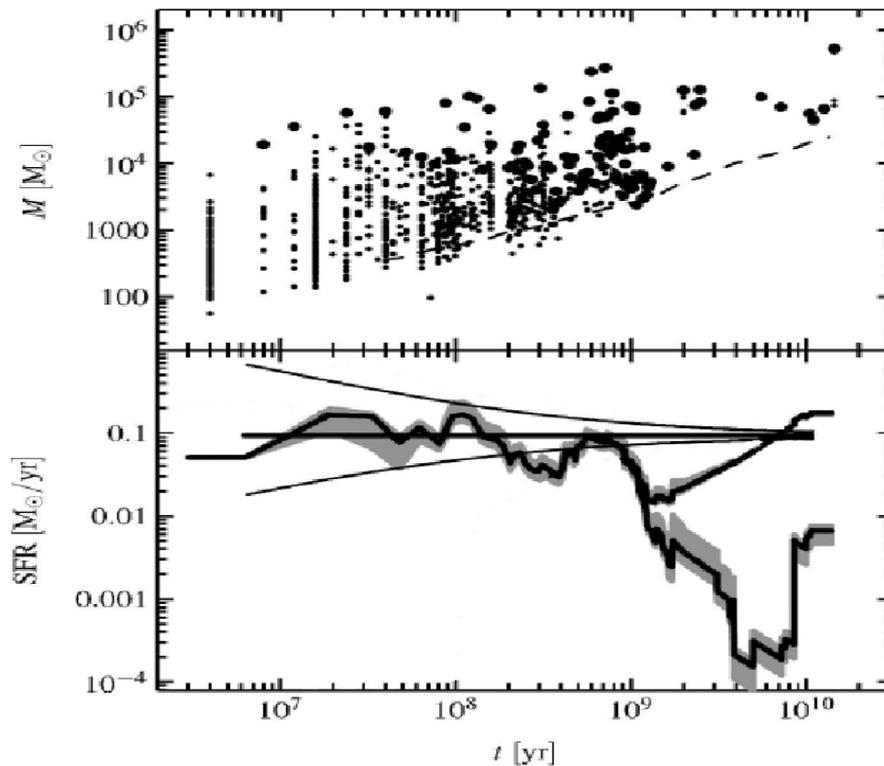


Figura 6.5: Reproducción de la Fig. 3 de Maschberger & Kroupa (2011). En el panel superior muestran el diagrama edad-masa de los cúmulos estelares, los puntos grandes señalan los cúmulos más masivos en cada intervalo de 10 Ma. La línea de rayas es el límite de desvanecimiento (ver texto). En el panel inferior muestran la TFE derivada a partir de los cúmulos más masivos, dividida en 2 ramas, la superior usando la masa límite de desvanecimiento y la inferior usando $M_{max} = 0 M_{\odot}$. El área gris es el error asociado debido a la incertidumbre en las masas de los cúmulos; la línea horizontal y su envolvente señalan la TFE promedio y su dispersión.

Lo más notorio es la diferencia en aproximadamente 1 - 2 órdenes de magnitud entre ambas TFE –la de los cúmulos es mayor– para la población joven (< 1 Ga). Además, ésta es en promedio aproximadamente constante en el último Ga, mientras que la de nuestros campos decrece hacia edades jóvenes. Ambas ocurrencias son consistentes con el hecho de que la región analizada por Maschberger & Kroupa abarca la zona central de la galaxia, hasta un radio galactocéntrico menor que el de nuestro campo más interno. Según la tendencia con el radio galactocéntrico observada en nuestros campos (y corroborada comparando con el campo "Northwest Void" de Harris & Zaritsky (2009)), en la zona central esperamos una formación estelar joven globalmente más intensa, así como extendida hasta edades más jóvenes.

Los cúmulos con edades $\gtrsim 1$ Ga son pocos –entre 3 y 5 Ga la ausencia es total (ver Fig. 6.5)– por lo que a partir de aproximadamente esa edad Maschberger & Kroupa consideran sus resultados poco fiables y ubican la TFE en la región comprendida entre 2 casos límites (que no se formaran cúmulos –rama inferior– o que la masa de los cúmulos que se formaron no sea suficiente para que estos sean observables, o para que se hayan mantenido ligados

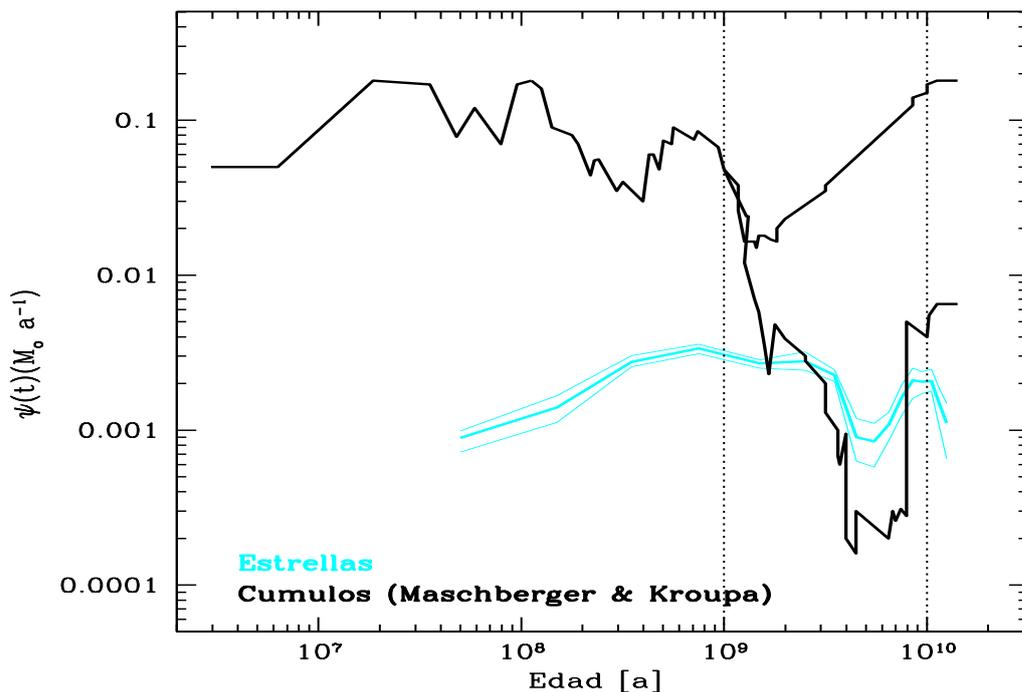


Figura 6.6: Tasas de formación estelar: en negro la derivada a partir del sistema de cúmulos de la LMC (Maschberger & Kroupa 2011) y en celeste la TFE media de los 3 campos obtenida a partir del contenido estelar de los campos analizados en esta Tesis. La TFE para los cúmulos está dividida en dos ramas, la superior calculada con la masa límite de desvanecimiento de los cúmulos y la inferior suponiendo que no hay formación de ellos. Las líneas de puntos verticales ubicadas en 1 y 10 Ga indican las separaciones entre las poblaciones según se ha definido en §1.3.

hasta la actualidad –rama superior–). Nuestros resultados a esas edades –población de edad intermedia– muestran una TFE cuya forma se asemeja a la rama inferior (sin formación de cúmulos), mostrando en la zona del *age-gap* de los cúmulos (3 a 10 Ga) un descenso en la formación de estrellas más acotado en edad (~ 4 Ga frente a los 7 Ga de los cúmulos). Nuestra tasa de formación estelar, sin embargo, se encuentra entre las dos ramas límite calculadas por Maschberger & Kroupa para este intervalo de edad, indicando que probablemente se formaron cúmulos, aunque poco masivos, a todas las edades –o que las hipótesis que subyacen al método de Maschberger & Kroupa no son totalmente correctas, en particular en épocas de poca formación estelar y/o de cúmulos.

6.3. ¿Existe correlación entre los incrementos en la HFE y los pasajes pericéntricos con la VL y la SMC?

En nuestro análisis de los 3 campos estelares de la LMC, ubicados en el disco, encontramos que la tasa de formación estelar tuvo 2 épocas principales de actividad, que denominamos “brote I” y “brote II”. El brote I –el más antiguo– comenzó a declinar cuando la galaxia tenía ~ 3 Ga y lo hizo durante ~ 4 Ga –hasta pasada la mitad de la vida de la galaxia– formando estrellas a un ritmo menor. El brote II se inició hace ~ 5 Ga y ya se ha extinguido en el campo más externo, mientras que continúa activo en los otros 2 campos donde presenta 2 sub-brotos –centrados hace ~ 2.75 y 0.7 Ga–, siendo más notables en el campo interno.

En esta sección queremos ver si existe algún tipo de relación entre estos brotes de formación estelar en la LMC y las posiciones relativas de sus galaxias vecinas: la SMC y la VL. Es decir, ver si la cercanía de alguna de ellas pudo desencadenar la formación de estrellas en la LMC. Para ello investigamos en la literatura los movimientos orbitales de estas 3 galaxias, prestando especial atención a los pasajes pericéntricos LMC-VL y LMC-SMC.

Según el nuevo escenario orbital de la LMC –resultado de las nuevas mediciones de sus movimientos propios (Kallivayalil et al., 2006a)–, esta no será un satélite de larga data de la VL, sino que se encontraría en su primera aproximación (Besla et al., 2007), o tendría una órbita excéntrica de muy largo período ($P \sim 6.3$ Ga, Shattow & Loeb 2009) encontrándose actualmente en su segundo paso por el pericentro de su órbita en torno a la VL. Si se tienen en cuenta las incertidumbres en el modelo de nuestra Galaxia –masa, velocidad circular (Shattow & Loeb, 2009; Reid et al., 2009)– o si la LMC se mueve a una velocidad menor –como la calculada por Vieira et al. (2010) (343 ± 48 km/s)–, es posible que las Nubes hayan completado como máximo una órbita alrededor de la VL (Besla et al., 2010) y el período sea 6 -7 Ga (van der Marel et al., 2009).

Existen evidencias observacionales que apoyan la idea de que las NM se encuentran realizando su primer pasaje pericéntrico por la VL. Una de ellas es la presencia de una importante cantidad de gas, que es difícil de explicar si ambas galaxias han completado varias órbitas alrededor de la VL (Mayer et al., 2006). La existencia de poblaciones estelares a distancias de hasta ~ 20 kpc del centro dinámico de la LMC (Muñoz et al., 2006; Majewski

et al., 2009; Saha et al., 2010) también indica que la LMC no ha interactuado intensamente con la VL.

Boylan-Kolchin et al. (2011), en el marco de la teoría de Materia Oscura Fría (Λ CDM, del inglés Λ *Cold Dark Matter*), usaron la simulación *Millennium-II* (Boylan-Kolchin et al., 2009) para investigar las propiedades orbitales y las historias de acreción de las NM en el contexto de los movimientos propios medidos por Kallivayallil et al. 2006a y 2006b –LMC y SMC respectivamente–, explorando la probabilidad de que objetos con características similares a las NM se encuentren realizando su primer pasaje por una galaxia semejante a la VL, o que hayan sido capturadas por ella en tiempos remotos, estableciéndose en una órbita muy excéntrica y habiendo completado al menos un pasaje alrededor de esta galaxia análoga a la VL. Concluyen que es muy probable que galaxias análogas a las NM se hayan acercado recientemente a la análoga VL y estén realizando su primer pasaje pericéntrico – dicha acreción podría haber ocurrido en los últimos 4 Ga–, apoyando al escenario propuesto por Besla et al. (2007).

Tanto en el escenario del primer pasaje, como en el de la órbita muy excéntrica de largo período– dejan de valer los argumentos sobre el origen de la Corriente de Magallanes que se sustentaban en encuentros cercanos LMC-VL (órbita con $P \sim 2$ Ga) y se proponen mecanismos alternativos para su formación, la mayoría de ellos apuntando a los efectos de marea de la LMC sobre la SMC. Estos modelos implican diferentes escenarios para la historia orbital del sistema LMC-SMC. Así, se acepta actualmente que no es necesario que la LMC y la SMC hayan formado un sistema binario desde tiempos remotos, sino que es suficiente que hayan empezado a interactuar hace solamente unos pocos Ga para explicar satisfactoriamente las observaciones de la envoltura común de HI (Bekki, 2008; van der Marel et al., 2009; Ružička et al., 2010), el Puente y la Corriente de Magallanes (Olano, 2004; Nidever et al., 2008; Besla et al., 2010; Diaz & Bekki, 2011), el *age gap* (Bekki & Chiba, 2005; Diaz & Bekki, 2011) y la diferente evolución química e HFE de cada Nube (Harris & Zaritsky, 2004, 2009; Carrera et al., 2008a,b).

Besla et al. (2010) proponen que la Corriente de Magallanes se formó con el material de la SMC removido por las fuerzas de marea de la LMC antes de que ambas galaxias –en su primer pasaje por la VL y formando un sistema binario estable desde hace aproximadamente 5 Ga– fueran acretadas por la VL. A continuación el potencial de la VL controla la apariencia de la Corriente. Realizaron una simulación numérica basada en fundamentos cosmológicos (potencial NFW –Navarro–Frenk–White (Navarro et al., 1996) para la Galaxia, halos de materia oscura para LMC y SMC) obteniendo encuentros LMC-SMC hace ~ 4.8 y 1.25 Ga.

Diaz & Bekki (2011) presentaron un nuevo modelo numérico basado en el modelo tradicional de fuerzas de marea pero utilizando los valores actualizados de las velocidades orbitales de ambas Nubes y de la velocidad circular de la VL, y solo permitiendo efectos de marea sobre la SMC por parte de la LMC a partir de la formación del sistema binario LMC-SMC hace ~ 1.6 Ga. En este contexto, que pretende ser un trampolín hacia modelos más sofisticados, encuentran que las NM han tenido aproximaciones entre ellas hace 2.5, 1.2 y 0.25 Ga, siendo estos 2 últimos los más importantes debido a su cortas distancias (6.2 y 4.6 kpc).

Ružička et al. (2010) desarrollaron un modelo numérico donde permiten la variación libre de varios parámetros que describen las interacciones del sistema LMC-SMC-VL buscando el modelo que mejor describe a las estructuras gaseosas a gran escala del sistema de Magallanes (fundamentalmente a la Corriente de Magallanes). Obtienen que el modelo más satisfactorio involucra una mayor velocidad circular de la VL (coherente con el trabajo de Shattow & Loeb, 2009), colocan a las NM ligadas a la VL (a una distancia de 200 kpc) durante los últimos 4 Ga, y señalan encuentros entre ambas Nubes (acercamientos a ~ 10 kpc) hace 3.3 y 0.15 Ga.

El estudio del origen de la Corriente de Magallanes bajo el supuesto de que se formó por los efectos de marea entre ambas Nubes no brinda ningún indicio sobre el escenario orbital VL-NM pues los modelos numéricos actuales admiten tanto órbitas ligadas (Diaz & Bekki, 2011) como no ligadas (Besla et al., 2010). Hay que mencionar que estos son los primeros modelos surgidos en base a las nuevas mediciones de los movimientos propios de la LMC y aún distan mucho de ser completos o no tienen en cuenta las últimas revisiones de algunos parámetros astrofísicos que involucran fundamentalmente a nuestra Galaxia. Y si bien las evidencias observacionales y los análisis estadísticos en el contexto cosmológico (Boylan-Kolchin et al., 2011) favorecen al escenario del primer pasaje entorno a la VL, no hay que descartar al escenario en el cual las NM están ligadas a la VL siendo su órbita muy excéntrica por lo cual solo han realizado –a lo sumo– un pasaje pericéntrico.

En la Fig. 6.7 señalamos con flechas a estos pasajes pericéntricos (i) entre ambas Nubes (parte superior de la figura) y (ii) entre la LMC y nuestra Galaxia, (parte inferior). No encontramos correlación evidente entre los brotes de formación estelar y los posibles pericentros orbitales LMC-SMC-VL. Ante esta situación y puesto que aún no se han realizado simulaciones numéricas totalmente realistas –las que existen o son incompletas o son muy rudimentarias–, vamos a plantear la discusión de una forma alternativa, usando la información de las HFE que hemos obtenido en este trabajo para acotar el rango de movimientos orbitales más probables de la LMC en relación a la VL y la SMC, bajo la suposición de que la interacción entre galaxias puede dar origen a un brote de formación estelar.

Evidentemente, algo sucedió en la LMC hace alrededor de 6 - 7 Ga que fue capaz de producir un incremento notable en la formación de estrellas (brote II). Este acontecimiento pudo ser la acreción de la LMC por la VL. Los diferentes escenarios orbitales que involucran a la VL y a las NM, y las evidencias observacionales y teóricas, parecen converger hacia un escenario en el cual la LMC habría sido capturada por la VL hace unos cuantos Ga –entre 4 y 7 Ga, según los diferentes trabajos–. Posiblemente el brote II se desencadenó cuando la LMC fue capturada por la VL y se intensificó a medida que disminuía la distancia LMC-VL, continuando activo en las regiones donde la densidad de gas es alta. Los acercamientos LMC-SMC podrían ser responsables de las fluctuaciones en la TFE dentro de este mismo brote.

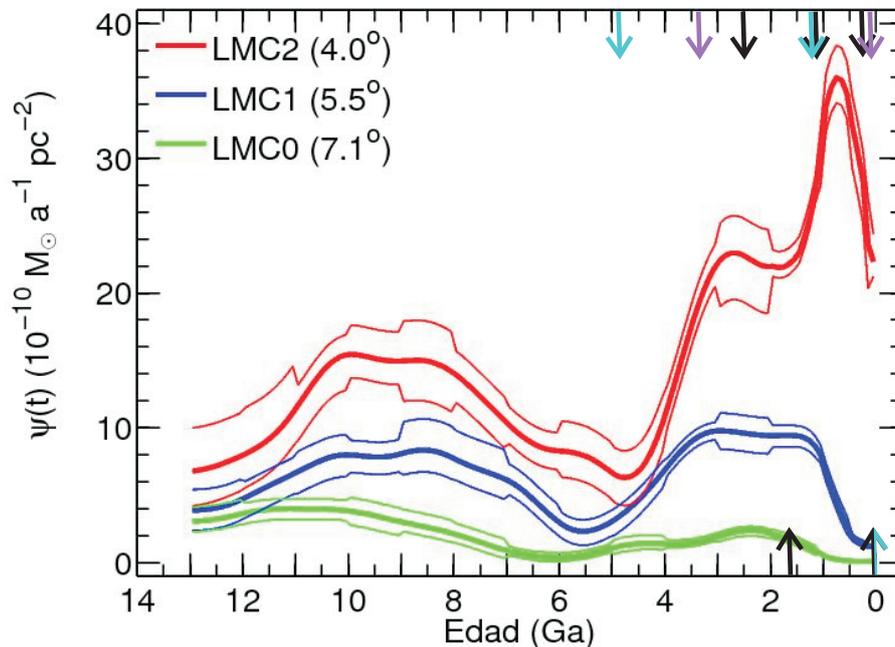


Figura 6.7: Tasas de formación estelar para cada campo y pericentros orbitales para LMC-SMC y LMC-VL obtenidos a través de simulaciones numéricas. En la parte superior se indican las aproximaciones LMC-SMC obtenidas por (a) Besla et al. (2010) (flechas de color celeste), (b) Ružička et al. (2010) (flechas violetas) y (c) Diaz & Bekki (2011) (flechas negras). En la parte inferior los momentos de los acercamiento LMC-VL deducidos por (a) Besla et al. (2010) (flechas celestes) y (b) Diaz & Bekki (2011) (flechas negras). No se observa ninguna correlación evidente entre los brotes de formación estelar y los pericentros orbitales.

6.4. Gradientes de población y formación galáctica

En §5.6.1 hemos visto que la formación estelar presenta un gradiente en edad: la proporción de estrellas formadas en el brote joven (brote II) respecto de las formadas en el brote viejo (brote I) decrece hacia afuera, es decir que la población estelar a grandes distancias galactocéntricas es en promedio más vieja. También señalamos que existe un incremento gradual, con el radio, en la edad de las estrellas más jóvenes. Este gradiente en edad de la población joven se correlaciona con la densidad de columna del HI (N_{HI}) obtenida por Staveley-Smith et al. (2003), ver Gallart et al. (2008) para una discusión de este punto.

Estos autores realizaron un cartografiado en ondas de radio sintonizada en la frecuencia del HI para toda la LMC, determinando la densidad de columna del HI. Los valores que corresponden a las posiciones de nuestros campos fueron cedidos amablemente por el Dr. Staveley-Smith y se indican en la columna 2 de la Tabla 6.2. Staveley-Smith et al. (2003) promediaron acimutalmente la N_{HI} y la representaron gráficamente en función de la distancia al centro dinámico de la LMC ($\alpha_{2000} = 5^h 17^m 36^s$, $\delta_{2000} = -69^\circ 02'$, Kim et al. 1998). Para una visualización directa hemos reproducido esta figura en la Fig. 6.8, en ella también hemos representado el valor que arroja la medición directa en cada campo en relación al

Tabla 6.1: Densidad de columna del HI

Campo	$N_{HI} [cm^{-2}]$	
	Medición directa	Promedio acimutal
LMC2 (4.0°, 3.5 kpc)	1.8×10^{20}	4.5×10^{20}
LMC1 (5.5°, 4.8 kpc)	3.4×10^{19}	1.25×10^{20}
LMC0 (7.1°, 6.2 kpc)	1.3×10^{18}	0.75×10^{20}

perfil de N_{HI} . A partir de la figura podemos ver que, a las distancias de nuestros campos, las N_{HI} –promediadas acimutalmente, y que tabulamos en la columna 3 de la Tabla 6.2–, asociadas alcanza a $4.5 \times 10^{20} cm^{-2}$ en el caso del campo interno LMC2, mientras que para los campos más alejados está en torno a $10^{20} cm^{-2}$: $1.25 \times 10^{20} cm^{-2}$ para LMC1 y $0.75 \times 10^{20} cm^{-2}$ para LMC0. La disminución es de aproximadamente medio orden de magnitud al pasar de un campo a otro.

Se aprecia el gradiente en la concentración del HI, que se correlaciona claramente con el gradiente encontrado en la tasa de formación estelar. Ésta fue más intensa a distancias más próximas al centro galactico (ver Fig. 6.7 y 6.8) donde la cantidad de material gaseoso que se transformó en estrellas era (y sigue siendo) más abundante.

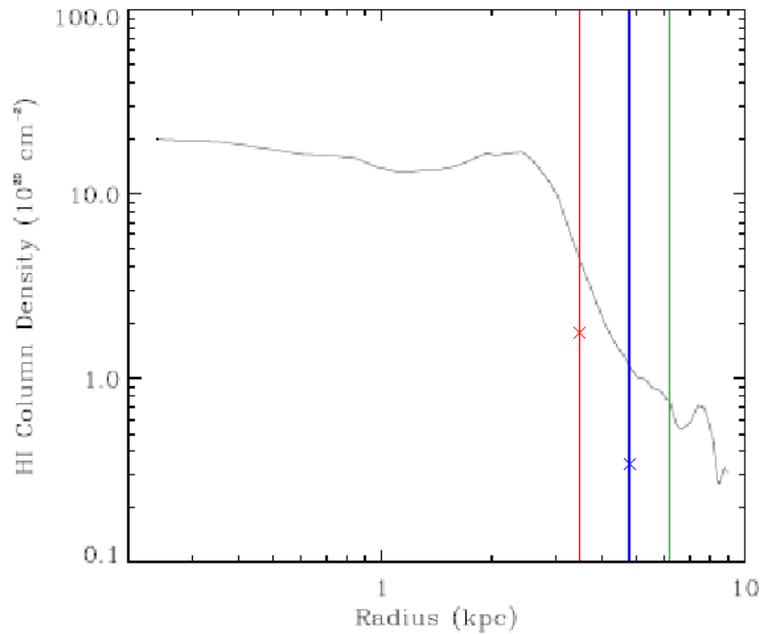


Figura 6.8: Reproducción de la Fig.6 de Staveley-Smith et al. (2003) que muestra la densidad de columna del HI promediada en acimut en función de la distancia galactocéntrica, en unidades de $10^{20} cm^{-2}$. Las líneas verticales en color indican la distancia a la que se encuentran los campos LMC2 (rojo), LMC1 (azul) y LMC0 (verde) y las cruces sobre ellas el valor que arroja la medición directa en cada campo, nótese que el valor de la medición directa para el campo LMC0 (1.3×10^{18}) cae fuera de la figura.

En vista al gradiente en edad de la población joven y a la edad promedio de la población en cada campo (4.0, 6.6 y 9.2 Ga para LMC2, LMC1 y LMC0 respectivamente), podemos aportar evidencia observacional en contra de la hipótesis de que las galaxias del tamaño de la LMC se forman en la dirección dentro-fuera, es decir formando inicialmente su parte central y luego aumentando su tamaño paulatinamente hasta alcanzar las dimensiones actuales (Brook et al., 2006; Roškar et al., 2008). Si la población de edad intermedia y joven en cada campo se formó *in situ*, podríamos estar ante un proceso de formación estelar ligado a la presencia de gas en la galaxia: a medida que el gas se va consumiendo al formar estrellas, desciende el ritmo de formación estelar, y ésta se va concentrando cada vez más hacia el centro de la galaxia. En este escenario, la galaxia, se “apaga” progresivamente desde afuera hacia adentro, implicando una disminución en el tamaño del disco de HI a partir del cual se forman estrellas (Stinson et al., 2009). Es de esperarse que estrellas formadas en la parte central –donde existe una alta densidad de HI– se muevan hacia las zonas más externas de la galaxia, es decir migren desde el interior al exterior de la galaxia tal como lo deduce Roškar et al. (2008) en sus simulaciones. Hay que aclarar que en estas simulaciones no entran en juego interacciones con otras galaxias ni la existencia de una barra, pero que seguramente una migración parecida tenga lugar en la LMC y contribuya al gradiente en edad observado (ver Fig. 3 en Roškar et al. 2008).

7

Conclusiones y trabajo futuro

El principal logro de esta Tesis ha sido la obtención de la Historia de la Formación Estelar de 3 campos extensos de la Gran Nube de Magallanes, campos de $36' \times 36'$ obtenidos desde Tierra. Al encontrarse estos campos a diferentes distancias galactocéntricas y en la misma dirección –hacia el Norte de la barra–, nos permitieron investigar la estructura y evolución de la galaxia a través del análisis de la distribución espacial y temporal de sus poblaciones estelares.

En este Capítulo se resumen las principales conclusiones obtenidas y se plantea el enfoque del futuro trabajo a realizar para acercarnos un poco más a la compleja realidad de nuestra galaxia vecina.

7.1. Conclusiones

En primer lugar queremos señalar los aspectos claves que nos han permitido obtener una HFE precisa, fiable y extendida a toda la vida de la galaxia. Estos han sido:

- (i) contar con una fotometría muy profunda, alcanzando los puntos de giro viejos de la secuencia principal. Esto nos permitió obtener información fiable y detallada sobre las poblaciones más viejas.
- (ii) el cálculo del DCM sintético, que se realizó usando modelos de evolución estelar fiables y homogéneos.
- (iii) la simulación de los efectos observacionales de manera realista en el DCM sintético para crear un DCM modelo directamente comparable con el DCM observado.
- (iv) el empleo de un procedimiento muy hábil y robusto para la comparación de los DCM y la obtención de la solución de la HFE.

El análisis cualitativo de la distribución en edad de la población estelar en los diferentes campos de la LMC, señaló que la población vieja está presente en todos los campos

y que tiene aproximadamente la misma edad en todos ellos, mientras que la edad de las poblaciones estelares más jóvenes aumenta gradualmente con la distancia galactocéntrica, encontrándose formación estelar reciente solo en el campo más interno.

Una vez obtenida, analizada e interpretada la HFE en el contexto global de la LMC, podemos destacar los siguientes resultados principales:

- Todos los campos presentan 2 épocas principales de formación estelar. La primera (brote I), comenzó con la formación de la galaxia hace aproximadamente 13 Ga y se extiende hasta hace ~ 6 Ga. La otra época, más reciente (brote II), comenzó hace entre 5 y 6 Ga y se extiende hasta la actualidad en el campo interno, pero ha cesado hace ~ 1 Ga en el campo externo. Ambas épocas están separadas por un período de actividad reducida de ~ 1.5 Ga.
- La intensidad relativa de ambos brotes (brote II/brote I) decrece al alejarnos del centro de la LMC, siendo 1 : 0.72 : 0.36 esta proporción para los campos LMC2, LMC1 y LMC0 respectivamente. Esto es, el brote joven aporta una mayor proporción de estrellas al total de cada campo a medida que nos acercamos al centro de la galaxia. Como consecuencia, a distancias galactocéntricas mayores la edad promedio de la población aumenta -4.0 , 6.6 y 9.2 Ga para LMC2, LMC1 y LMC0 respectivamente.
- Dentro del brote II se aprecia una tendencia en la distribución de edades de tal forma que se han formado una mayor proporción de las estrellas más jóvenes, en particular en el último Ga, en el campo interno.
- Los campos ubicados a mayores distancias galactocéntricas han formado un mayor porcentaje del total de estrellas en la primera mitad de la vida de la LMC: el campo externo formó el 70% de su masa en este intervalo, mientras que el interno solo generó el 38% de su masa actual.
- La formación estelar en los 3 campos fue continua, sin presentar un período de inactividad similar al que se observa en la población de cúmulos (*age-gap*) –aunque existe una disminución en la formación de estrellas coincidente con él–.
- Se observa un gradiente en la TFE promedio. Tanto la TFE global, como la de cada brote, disminuyen para distancias galactocéntricas mayores.
- La metalicidad crece a medida que la galaxia evoluciona, comenzando con una abundancia media $[Fe/H] \sim -1.1$ dex ($Z = 0.0015$) hasta alcanzar el valor actual en cada campo –entre -0.40 dex ($Z = 0.0076$) y -0.22 dex ($Z = 0.0114$)–.
- Existe un buen acuerdo entre la relación edad-metalicidad que hemos obtenido y la derivada por métodos espectroscópicos. Esto muestra la consistencia externa del código (IAC-pop) que hemos utilizado para derivar la HFE.
- El gradiente en la densidad del HI se correlaciona claramente con el gradiente encontrado en la formación estelar: ésta es más intensa donde la cantidad de material gaseoso es más abundante.

- A medida que nos alejamos del centro de la galaxia, se acorta la duración de la primer época de formación estelar y se enciende (y también extingue) antes el brote más reciente. Esto está de acuerdo con el escenario de formación menguante –ligado a la presencia de gas en la galaxia– donde la galaxia se apaga desde afuera hacia adentro disminuyendo el tamaño del disco de HI a medida que este se transforma en estrellas.
- No existe una clara correlación entre los incrementos en la TFE y los pasajes pericéntricos con la VL y la SMC. Podemos señalar la posibilidad de que la época de formación estelar más reciente se haya desencadenado cuando la LMC fue capturada por la VL, siendo posiblemente los acercamientos LMC-SMC los causantes de las fluctuaciones en la TFE dentro de este mismo brote.

7.2. Trabajo futuro

En esta sección nos referiremos a los trabajos planteados relacionados con el tema de esta Tesis y a interesantes preguntas que aún quedan por responder y podrían ser objeto de futuros estudios.

Se ha diseñado un ambicioso proyecto, y ya se dispone de parte de las observaciones necesarias, para obtener la HFE en varias regiones de la LMC distribuidas estratégicamente. Este permitirá investigar varios aspectos relevantes de la historia evolutiva de la galaxia, como son las interacciones LMC-SMC-VL, la búsqueda del borde externo de la LMC y la HFE de la zona central –barra–.

Las observaciones fueron realizadas en 3 campañas. Para la primera (enero de 2005) se empleó el telescopio ESO-MPI/WFI de 2.2m ubicado en el observatorio de La Silla (Chile), permitió observar 8 campos externos de la LMC. Son campos de $34' \times 33'$, 2 de ellos situados al Norte a 8° y 9° del centro dinámico de la LMC y los otros 6 en la dirección Este-Oeste: 3 a un lado de la barra y 3 al otro, a una distancia entre $\sim 5^\circ$ y 10° . Esta distribución se escogió para sondear los posibles efectos en la HFE de la interacción con la SMC –que se encuentra en la dirección Oeste– ya que se han encontrado indicios de diferencias en la HFE de la SMC (Noël et al., 2009) entre el lado más próximo y el más lejano a la LMC. Los campos del Norte son ideales para buscar el borde externo real de la LMC y caracterizar la estructura estelar de la población en el borde externo del disco de la LMC (o detectar la presencia de un posible halo).

Las otras 2 campañas (noviembre de 2009 y marzo de 2010), con el telescopio ESO-VLT(UT3)/VIMOS de 8.2m del observatorio Paranal (Chile), permitieron observar 12 campos en la región central de la LMC, dentro de un radio de $\sim 3^\circ$ de su centro dinámico. Se obtuvo fotometría de excelente calidad (seeing $0''.6$) que ha permitido obtener DCM profundos –hasta 2 magnitudes por debajo del punto de giro–.

En la Fig. 7.1 se muestra la disposición de todos los campos disponibles para realizar un estudio similar al de este trabajo de Tesis con el propósito de obtener HFE detalladas que permitan delucidar la estructura y evolución de la LMC a gran escala.

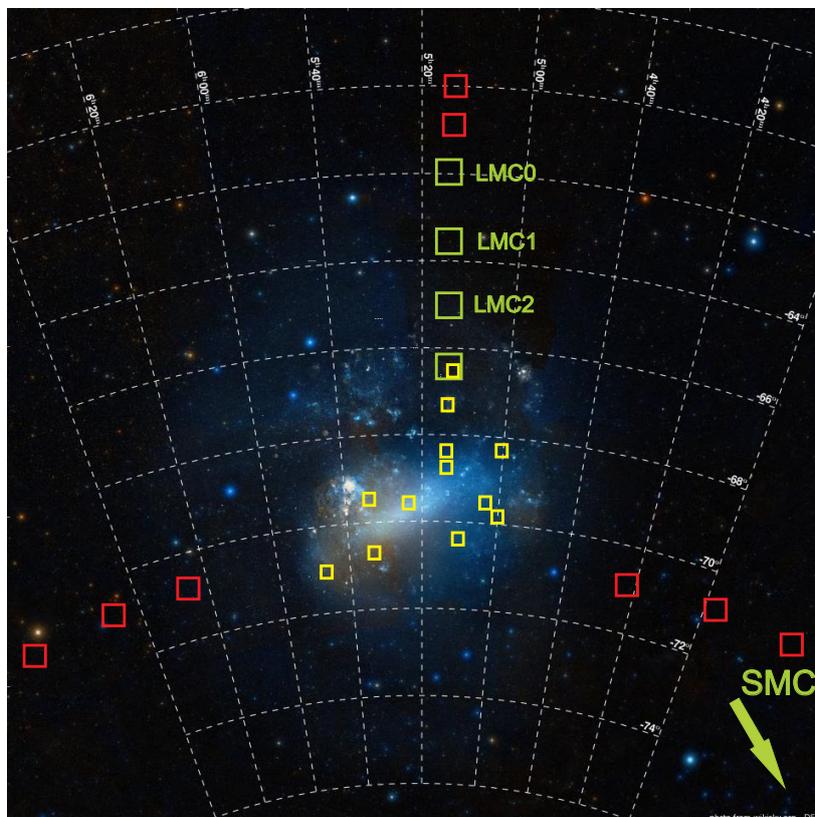


Figura 7.1: Esquema de las observaciones realizadas para llevar a cabo un estudio similar a este trabajo de Tesis. En color verde se indican los campos observados con CTIO-Blanco/MOSAIC, en rojo los observados con ESO-MPI/WFI y en amarillo los observados con ESO-VLT/VIMOS.

A

Catálogo de cúmulos estelares de la LMC con edades y metalicidades conocidas

Cúmulo	α_{2000} [h:m:s]	δ_{2000} [° :':"]	[Fe/H]	log(Edad) [años]	Referencia
BRHTb	05 05 40	-68 38 22	-0.40±0.0	8.0 ±0.0	Piatti et al. (2003)
ESO120-SC08	05 36 21	-61 47 12	-0.70	9.2	Olszewski et al. (1991)- Sagar & Pandey (1989)
ESO121-SC03	06 02 02	-60 31 24	-0.97±0.1	9.96 ±0.04	Mackey et al. (2006)
Hodge11	06 14 22	-69 50 54	-1.84±0.0	10.13±0.05	Grocholski et al. (2006)
KMK88-38	05 12 09	-68 54 44	-0.58	9.1 ±0.1	Balbinot et al. (2010)
KMK88-39	05 12 15	-68 55 52	-0.32	8.4	Balbinot et al. (2010)
LH47/48	05 21 58	-67 56 25	-0.4 ±0.0	6.3 ±0.0	Oey & Massey (1995)
LH52/53	05 25 45	-66 16 20	-0.4 ±0.0	7.0 ±0.0	Hill et al. (1995)
LH72	05 32 12	-66 27 00	-0.6 ±0.0	6.95 ±0.25	Olsen et al. (1997)
LH77	05 33 16	-66 59 06	-0.4 ±0.0	7.20 ±0.14	Da Costa & Hatzidimitriou (1998)
LW47	04 44 40	-74 15 35	-0.37	9.3	Olszewski et al. (1991)- Sagar & Pandey (1989)
LW79	04 50 45	-75 31 59	-0.5	9.3	Olszewski et al. (1991)- Sagar & Pandey (1989)
LW177	05 17 31	-63 25 18	-0.08	9.3	Olszewski et al. (1991)- Sagar & Pandey (1989)
LW195	05 22 35	-61 52 47	-0.33	9.3	Olszewski et al. (1991)- Sagar & Pandey (1989)
LW207	05 24 17	-76 12 38	-0.77	9.3	Olszewski et al. (1991)- Sagar & Pandey (1989)
LW224	05 29 56	-72 03 17	0.0 ±0.2	8.85 ±0.0	Piatti et al. (2003)
NGC1651	04 37 32	-70 35 07	-0.53±0.03	9.30 ±0.03	Grocholski et al. (2006)
NGC1711	04 50 37	-69 59 06	-0.57±0.17	7.7 ±0.05	Dirsch et al. (2000)
NGC1718	04 52 25	-67 03 05	-0.4 ±0.1	9.31 ±0.03	Kerber et al. (2007)
NGC1754	04 54 17	-70 26 29	-1.42±0.15	10.19±0.06	Olsen et al. (1998)
NGC1777	04 55 48	-74 16 59	-0.6 ±0.1	9.06 ±0.04	Kerber et al. (2007)
NGC1786	04 59 06	-67 44 42	-2.1 ±0.3	10.13±0.1	Brocato et al. (1996)
NGC1795	04 59 46	-69 48 04	-0.23	9.0	Olszewski et al. (1991)- Sagar & Pandey (1989)
NGC1806	05 02 11	-67 59 17	-0.71±0.23	8.7 ±0.1	Dirsch et al. (2000)

Cúmulo	α_{2000} [h:m:s]	δ_{2000} [° :':"]	[Fe/H]	log(Edad) [años]	Referencia
NGC1831	05 06 16	-64 55 07	-0.1 ±0.1	8.85 ±0.05	Kerber et al. (2007)
NGC1835	05 05 06	-69 24 14	-1.62±0.15	10.21±0.07	Olsen et al. (1998)
NGC1836	05 05 36	-68 37 43	0.0 ±0.2	8.60 ±0.0	Piatti et al. (2003)
NGC1838	05 06 09	-68 26 45	-0.4 ±0.0	8.0 ±0.0	Piatti et al. (2003)
NGC1839	05 06 03	-68 37 42	-0.4 ±0.0	8.10 ±0.0	Piatti et al. (2003)
NGC1841	04 45 23	-83 59 49	-2.02±0.02	10.13±0.1	Grocholski et al. (2006)
NGC1846	05 07 35	-67 27 39	-0.40±0.0	9.3 ±0.03	Mackey & Broby Nielsen (2007)
NGC1848	05 07 27	-71 11 43	-0.40	6.85 ±0.15	Will et al. (1996)
NGC1850A	05 08 39	-68 45 32	-0.12±0.03	7.7 ±0.1	Gilmozzi et al. (1994)
NGC1850B	05 08 44	-68 45 42	-0.12±0.03	6.6 ±0.1	Gilmozzi et al. (1994)
NGC1856	05 09 30	-69 07 45	-0.4 ±0.1	8.47 ±0.04	Kerber et al. (2007)
NGC1858	05 09 51	-68 53 28	-0.4 ±0.0	6.9 ±0.0	Vallenari et al. (1994b)
NGC1860	05 10 40	-68 45 13	0.0 ±0.2	8.4 ±0.0	Piatti et al. (2003)
NGC1863	05 11 40	-68 43 36	-0.40±0.0	7.7 ±0.0	Piatti et al. (2003)
NGC1865	05 12 25	-68 46 19	-0.2 ±0.2	8.7 ±0.0	Piatti et al. (2003)
NGC1866	05 13 39	-65 27 54	-0.43±0.18	8.0 ±0.0	Hilker et al. (1995)
NGC1868	05 14 36	-63 57 18	-0.7 ±0.1	9.05 ±0.03	Kerber et al. (2007)
NGC1878	05 12 49	-70 28 18	-0.32	8.3 ±0.2	Balbinot et al. (2010)
NGC1898	05 16 41	-69 39 23	-1.37±0.15	10.13±0.07	Olsen et al. (1998)
NGC1928	05 20 57	-69 28 40	-1.27±0.14	10.13±0.1	Mackey & Gilmore (2004)
NGC1939	05 21 26	-69 56 59	-2.10±0.19	10.13±0.1	Mackey & Gilmore (2004)
NGC1948	05 25 46	-66 16 01	-0.4 ±0.0	6.85 ±0.15	Will et al. (1996)
NGC1955	05 26 09	-67 29 51	-0.4 ±0.0	7.19 ±0.15	Da Costa & Hatzidimitriou (1998)
NGC1978	05 28 45	-66 14 10	-0.38±0.07	9.54 ±0.0	Ferraro et al. (2006)
NGC2004	05 30 40	-67 17 13	-0.4 ±0.0	7.19 ±0.15	Da Costa & Hatzidimitriou (1998)
NGC2005	05 30 10	-69 45 10	-1.35±0.15	10.22±0.11	Olsen et al. (1998)
NGC2019	05 31 56	-70 09 33	-1.23±0.15	10.21±0.08	Olsen et al. (1998)
NGC2027	05 34 59	-66 54 59	-0.4 ±0.0	7.06 ±0.14	Da Costa & Hatzidimitriou (1998)
NGC2031	05 33 41	-70 59 12	-0.52±0.21	8.2 ±0.1	Dirsch et al. (2000)
NGC2121	05 48 12	-71 28 50	-0.4 ±0.1	9.46 ±0.07	Kerber et al. (2007)
NGC2134	05 51 56	-71 05 51	-0.4 ±0.0	8.28 ±0.0	Vallenari et al. (1994a)
NGC2136/37	05 52 59	-69 29 33	-0.55±0.23	8.0 ±0.1	Dirsch et al. (2000)
NGC2155	05 58 33	-65 28 37	-0.7 ±0.1	9.48 ±0.03	Kerber et al. (2007)
NGC2162	06 00 31	-63 43 17	-0.4 ±0.1	9.10 ±0.03	Kerber et al. (2007)
NGC2164	05 58 54	-68 31 04	-0.2 ±0.2	8.0 ±0.0	Sagar & Richtler (1991)
NGC2173	05 57 58	-72 58 43	-0.6 ±0.1	9.21 ±0.04	Kerber et al. (2007)
NGC2190	06 01 02	-74 43 33	-0.12	8.8	Olszewski et al. (1991)- Sagar & Pandey (1989)
NGC2203	06 04 42	-75 26 16	-0.52	9.0	Olszewski et al. (1991)- Sagar & Pandey (1989)
NGC2209	06 08 34	-73 50 28	-0.5 ±0.1	9.08 ±0.03	Kerber et al. (2007)
NGC2210	06 11 31	-69 07 18	-1.75±0.1	10.13±0.1	Hill et al. (2000)
NGC2213	06 10 42	-71 31 44	-0.7 ±0.1	9.23 ±0.04	Kerber et al. (2007)
NGC2214	06 12 53	-68 15 35	-0.2 ±0.2	8.0 ±0.0	Sagar & Richtler (1991)
NGC2231	06 20 44	-67 31 05	-0.67	9.1	Olszewski et al. (1991)- Sagar & Pandey (1989)

Cúmulo	α_{2000} [h:m:s]	δ_{2000} [° :':"]	[Fe/H]	log(Edad) [años]	Referencia
NGC2249	06 25 49	-68 55 12	-0.45±0.1	9.35 ±0.03	Kerber et al. (2007)
NGC2257	06 30 12	-64 19 34	-1.63±0.21	10.2 ±0.1	Dirsch et al. (2000)
OGLE-LMC0214	05 12 13	-68 57 04	-0.16	8.4	Balbinot et al. (2010)
OGLE-LMC0523	05 29 33	-69 32 33	-0.28	8.3	Balbinot et al. (2010)
OGLE-LMC0531	05 30 02	-69 31 36	-0.16	9.1 ±0.1	Balbinot et al. (2010)
OHSC33	06 15 17	-73 47 07	-1.05±0.2	9.18 ±0.03	Bica et al. (1998)
OHSC37	07 08 01	-69 54 10	-0.7 ±0.2	9.32 ±0.03	Bica et al. (1998)
R136	05 38 42	-69 06 02	-0.4 ±0.0	7.0 ±0.0	Hunter et al. (1995)
Reticulum	04 36 11	-58 51 40	-1.66±0.12	10.13±0.05	Mackey & Gilmore (2004)
SL8	04 37 51	-69 01 45	-0.55±0.2	9.26 ±0.03	Bica et al. (1998)
SL126	04 57 22	-62 32 05	-0.5 ±0.2	9.34 ±0.03	Bica et al. (1998)
SL218	05 05 25	-68 30 02	-0.40±0.0	7.70 ±0.0	Piatti et al. (2003)
SL244	05 07 37	-68 32 31	-0.7 ±0.2	9.11 ±0.09	Geisler et al. (2003)
SL262	05 09 21	-62 22 46	-0.6 ±0.2	9.32 ±0.03	Bica et al. (1998)
SL359	05 17 49	-68 28 22	-0.4 ±0.2	9.20 ±0.1	Geisler et al. (2003)
SL388	05 20 05	-63 28 49	-0.39±0.05	9.34 ±0.03	Grocholski et al. (2006)
SL444	05 24 30	-67 40 41	-0.4 ±0.2	8.7 ±0.0	Piatti et al. (2003)
SL446A	05 24 28	-67 43 43	-0.9 ±0.2	9.34 ±0.1	Geisler et al. (2003)
SL451	05 24 13	-75 34 00	-0.75±0.2	9.34 ±0.03	Bica et al. (1998)
SL503	05 28 59	-68 25 08	-0.4 ±0.0	7.20 ±0.22	Da Costa & Hatzidimitriou (1998)
SL505	05 28 50	-71 37 58	-0.5 ±0.2	8.95 ±0.09	Geisler et al. (2003)
SL506	05 28 39	-73 37 49	-0.45±0.1	9.35 ±0.03	Kerber et al. (2007)
SL509	05 29 48	-63 38 58	-0.65±0.0	9.08 ±0.0	Piatti et al. (2003)
SL548	05 31 24	-72 02 33	0.0 ±0.2	8.60 ±0.0	Piatti et al. (2003)
SL549	05 32 03	-64 14 32	-0.9 ±0.2	9.30 ±0.1	Geisler et al. (2003)
SL555	05 31 42	-72 08 46	-0.7 ±0.2	9.20 ±0.12	Geisler et al. (2003)
SL556	05 32 25	-64 44 11	-0.7 ±0.2	9.32 ±0.0	Woo et al. (2003)
SL663	05 42 29	-65 21 46	-0.7 ±0.1	9.50 ±0.05	Kerber et al. (2007)
SL674	05 43 20	-66 15 44	-0.9 ±0.2	9.30 ±0.08	Geisler et al. (2003)
SL678	05 43 35	-66 12 31	-0.8 ±0.2	9.18 ±0.08	Geisler et al. (2003)
SL769	05 53 23	-70 04 16	-0.35±0.0	9.26 ±0.0	Piatti et al. (2003)
SL817	06 00 38	-70 04 10	-0.55±0.2	9.18 ±0.03	Bica et al. (1998)
SL842	06 08 15	-62 59 15	-0.65±0.2	9.34 ±0.03	Bica et al. (1998)
SL862	06 13 27	-70 41 45	-0.9 ±0.2	9.26 ±0.03	Bica et al. (1998)
SL896	06 29 58	-69 20 01	-0.6 ±0.2	9.36 ±0.09	Piatti et al. (2002)

B

Acrónimos, abreviaturas y términos en inglés

Revistas científicas

A&A	<i>Astronomy and Astrophysics</i>
A&AS	<i>Astronomy and Astrophysics Supplement</i>
A&AR	<i>Astronomy and Astrophysics Review</i>
AJ	<i>Astronomical Journal</i>
ApJ	<i>Astrophysical Journal</i>
ApJL	<i>Astrophysical Journal Letters</i>
ApJS	<i>Astrophysical Journal Supplement</i>
ARA&A	<i>Annual Review of Astronomy and Astrophysics</i>
MNRAS	<i>Monthly Notices of the Royal Astronomical Society</i>
PASJ	<i>Publications of the Astronomical Society of Japan</i>
PASP	<i>Publications of the Astronomical Society of the Pacific</i>

Observatorios, telescopios, instrumentos

COBE	<i>Cosmic Background Explorer</i>
CTIO	<i>Cerro Tololo Interamerican Observatory, Chile</i>
DENIS	<i>Deep Near Infrared Survey of the Southern Sky</i>
HST	<i>Hubble Space Telescope</i>
IRAS	<i>Infrared Astronomical Satellite</i>
MPG	<i>Telescopio Max Planck Gesellschaft</i>
NANTEN	<i>“Southern Sky” Nagoya University Submillimeter Observatory</i>
NRAO	<i>National Radio Astronomy Observatory</i>

Base de datos, catálogos

2MASS	<i>Two Micron All Sky Survey</i>
NED	<i>NASA/IPAC Extragalactic Database</i>
OGLE	<i>Optical Gravitational Lensing Experiment</i>

Abreviaturas

DCM	<i>Diagrama Color-Magnitud</i>
FIM	<i>Función inicial de masa</i>
Ga	10^9 años
HFE	<i>Historia de formación estelar</i>
IAC-pop	<i>Código para resolver la historia de formación estelar</i>
IAC-star	<i>Código para crear diagramas color-magnitud sintéticos</i>
LEQ, $Z(t)$	<i>Ley de enriquecimiento químico</i>
Ma	10^6 años
MinnIAC	<i>(Minnesota-IAC) Rutina auxiliar a IAC-pop</i>
TFE, $\Psi(t)$	<i>Tasa de formación estelar</i>
VL	<i>Vía Láctea</i>

Términos en inglés

AGB	<i>(Asymptotic Giant Branch) Rama asintótica de las gigantes</i>
Age-gap	<i>Hueco en edad</i>
Background	<i>Fondo</i>
Bias	<i>Sesgo, tendencia</i>
Blending	<i>Solapamiento total o parcial entre estrellas</i>
Blue Loops	<i>Lazos azules</i>
Bundle	<i>Entorno</i>
Crowding	<i>Apiñamiento</i>
Flash	<i>Explosión, destello</i>
Flatfield	<i>Campo plano</i>
Foreground	<i>Primer plano, interpuesto</i>
Fringing	<i>Eliminación de franjas</i>
HB	<i>(Horizontal Branch) Rama horizontal</i>
ΛCDM	<i>Λ Cold Dark Matter: Teoría Λ de materia oscura fría oscura</i>
LMC	<i>(Large Magellanic Cloud) Gran Nube de Magallanes</i>
MS	<i>(Mean Sequence) Secuencia principal</i>
Overshooting	<i>Ir más allá de, sobrepasar</i>
PSF	<i>(Point Spread Function) Función que describe el perfil de una estrella</i>
Red clump	<i>Agrupamiento rojo</i>
Red tail	<i>Colita roja</i>
RGB	<i>(Red Giant Branch) Rama de las gigantes rojas</i>
Script	<i>Comando ejecutable línea a línea</i>
Seeing	<i>Condiciones atmosféricas durante la observación</i>
SFR	<i>(Star Formation Rate) Tasa de formación estelar</i>
Shell	<i>Cáscara</i>
SMC	<i>(Small Magellanic Cloud) Pequeña Nube de Magallanes</i>
SNR	<i>(Super Nova Remnant) Remanente de supernova</i>
TRGB	<i>Zona más alta de la rama de las gigantes rojas</i>

C

Bibliografía

- Alcock, C., et al. 2000, ApJ, 542, 281
- Alves, D. R. 2004, New Astronomy Review, 48, 659
- Aparicio, A., & Gallart, C. 1995, AJ, 110, 2105
- Aparicio, A., Gallart, C., & Bertelli, G. 1997, AJ, 114, 680
- Aparicio, A., & Gallart, C. 2004, AJ, 128, 1465
- Aparicio, A., & Hidalgo, S. L. 2009, AJ, 138, 558
- Baade, W. 1944, ApJ, 100, 137
- Balbinot, E., Santiago, B. X., Kerber, L. O., Barbuy, B., & Dias, B. M. S. 2010, MNRAS, 404, 1625
- Bekki, K., Couch, W. J., Beasley, M. A., Forbes, D. A., Chiba, M., & Da Costa, G. S. 2004, ApJ, 610, L93
- Bekki, K., & Chiba, M. 2005, MNRAS, 356, 680
- Bekki, K. 2007, IAU Symposium, 237, 373
- Bekki, K., & Chiba, M. 2007, PASA, 24, 21
- Bekki, K. 2008, ApJ, 684, L87
- Bertelli, G., Mateo, M., Chiosi, C., & Bressan, A. 1992, ApJ, 388, 400
- Bertelli, G., Bressan, A., Chiosi, C., Fagotto, F., & Nasi, E. 1994, A&AS, 106, 275
- Besla, G., Kallivayalil, N., Hernquist, L., Robertson, B., Cox, T. J., van der Marel, R. P., & Alcock, C. 2007, ApJ, 668, 949
- Besla, G., Kallivayalil, N., Hernquist, L., van der Marel, R. P., Cox, T. J., & Kereš, D. 2010, ApJ, 721, L97
- Bica, E., Geisler, D., Dottori, H., Clariá, J. J., Piatti, A. E., & Santos, J. F. C., Jr. 1998, AJ, 116, 723
- Bica, E., Bonatto, C., Dutra, C. M., & Santos, J. F. C. 2008, MNRAS, 389, 678

- Boylan-Kolchin, M., Springel, V., White, S. D. M., Jenkins, A., & Lemson, G. 2009, MNRAS, 398, 1150
- Boylan-Kolchin, M., Besla, G., & Hernquist, L. 2011, MNRAS, 500
- Breysacher, J., Azzopardi, M., & Testor, G. 1999, A&AS, 137, 117
- Brocato, E., Castellani, V., Ferraro, F. R., Piersimoni, A. M., & Testa, V. 1996, MNRAS, 282, 614
- Brook, C. B., Kawata, D., Martel, H., Gibson, B. K., & Bailin, J. 2006, ApJ, 639, 126
- Brüns, C., et al. 2005, A&A, 432, 45
- Byrd, G., Valtonen, M., McCall, M., & Innanen, K. 1994, AJ, 107, 2055
- Caldwell, J. A. R., & Coulson, I. M. 1986, MNRAS, 218, 223
- Castelli, F., & Kurucz, R. L. 2003, Modelling of Stellar Atmospheres, 210, 20P
- Carrera, R., Gallart, C., Hardy, E., Aparicio, A., & Zinn, R. 2008a, AJ, 135, 836
- Carrera, R., Gallart, C., Aparicio, A., Costa, E., Méndez, R. A., & Noël, N. E. D. 2008b, AJ, 136, 1039
- Carrera, R., Gallart, C., Aparicio, A., & Hardy, E. 2011, AJ, 142, 61
- Castro, R., Santiago, B. X., Gilmore, G. F., Beaulieu, S., & Johnson, R. A. 2001, MNRAS, 326, 333
- Cole, A. A. 1998, ApJ, 500, L137
- Cole, A. A., Tolstoy, E., Gallagher, J. S., III, & Smecker-Hane, T. A. 2005, AJ, 129, 1465
- Chandar, R., Bianchi, L., & Ford, H. C. 1999, ApJS, 122, 431
- Charbonneau, P. 1995, ApJS, 101, 309
- Chiosi, C., Bertelli, G., & Bressan, A. 1992, ARA&A, 30, 235
- Chu, Y.-H., Gruendl, R. A., Chen, C.-H. R., Lazendic, J. S., & Dickel, J. R. 2004, ApJ, 615, 727
- Da Costa, G. S., & Armandroff, T. E. 1990, AJ, 100, 162
- Da Costa, G. S., & Hatzidimitriou, D. 1998, AJ, 115, 1934
- de Vaucouleurs, G., & Freeman, K. C. 1972, Vistas in Astronomy, 14, 163
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H. G., Jr., Buta, R. J., Paturel, G., & Fouque, P. 1991, Volume 1-3, XII, 2069 pp. 7 figs.. Springer-Verlag Berlin Heidelberg New York
- Diaz, J., & Bekki, K. 2011, MNRAS, 413, 2015
- Dirsch, B., Richtler, T., Gieren, W. P., & Hilker, M. 2000, A&A, 360, 133
- Dolphin, A. E. 2000, MNRAS, 313, 281
- Duquenois, A., & Mayor, M. 1991, A&A, 248, 485
- Elson, R. A. W., Gilmore, G. F., & Santiago, B. X. 1997, MNRAS, 289, 157
- Ferraro, F. R., Mucciarelli, A., Carretta, E., & Origlia, L. 2006, ApJ, 645, L33

- Freeman, K. C., Illingworth, G., & Oemler, A., Jr. 1983, *ApJ*, 272, 488
- Freedman, W. L., et al. 2001, *ApJ*, 553, 47
- Frogel, J. A., & Elias, J. H. 1988, *ApJ*, 324, 823
- Frogel, J. A., Terndrup, D. M., Blanco, V. M., & Whitford, A. E. 1990, *ApJ*, 353, 494
- Fukui, Y., et al. 1999, *PASJ*, 51, 745
- Gallart, C., Aparicio, A., Chiosi, C., Bertelli, G., & Vilchez, J. M. 1994, *ApJ*, 425, L9
- Gallart, C., Freedman, W. L., Aparicio, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 1999, *AJ*, 118, 2245
- Gallart, C., Stetson, P. B., Hardy, E., Pont, F., & Zinn, R. 2004, *ApJ*, 614, L109
- Gallart, C., Zoccali, M., & Aparicio, A. 2005, *ARA&A*, 43, 387
- Gallart, C., Stetson, P. B., Meschin, I. P., Pont, F., & Hardy, E. 2008, *ApJ*, 682, L89
- Gardiner, L. T., Sawa, T., & Fujimoto, M. 1994, *MNRAS*, 266, 567
- Geha, M. C., et al. 1998, *AJ*, 115, 1045
- Geisler, D., Piatti, A. E., Bica, E., & Clariá, J. J. 2003, *MNRAS*, 341, 771
- Gilmozzi, R., Kinney, E. K., Ewald, S. P., Panagia, N., & Romaniello, M. 1994, *ApJ*, 435, L43
- Girardi, L., Groenewegen, M. A. T., Weiss, A., & Salaris, M. 1998, *MNRAS*, 301, 149
- Girardi, L. 1999, *MNRAS*, 308, 818
- Girardi, L., Bressan, A., Bertelli, G., & Chiosi, C. 2000, *A&AS*, 141, 371
- Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., et al. 2002, *A&A*, 391, 195
- Grebel, E. K., & Chu, Y.-H. 2000, *AJ*, 119, 787
- Grocholski, A. J., Cole, A. A., Sarajedini, A., Geisler, D., & Smith, V. V. 2006, *AJ*, 132, 1630
- Grocholski, A. J., Sarajedini, A., Olsen, K. A. G., Tiede, G. P., & Mancone, C. L. 2007, *AJ*, 134, 680
- Habing, H. J., & Olofsson, H. 2003, *Asymptotic giant branch stars*, by Harm J. Habing and Hans Olofsson. *Astronomy and Astrophysics library*, New York, Berlin: Springer, 2003,
- Hardy, E., Buonanno, R., Corsi, C. E., Janes, K. A., & Schommer, R. A. 1984, *ApJ*, 278, 592
- Harris, J., & Zaritsky, D. 2004, *AJ*, 127, 1531
- Harris, J., & Zaritsky, D. 2009, *AJ*, 138, 1243
- Herschel, J. F. W. 1864, *Royal Society of London Philosophical Transactions Series I*, 154, 1
- Hidalgo, S. L., Aparicio, A., Martínez-Delgado, D., & Gallart, C. 2009, *ApJ*, 705, 704
- Hidalgo, S. L., et al. 2011, *ApJ*, 730, 14
- Hilker, M., Richtler, T., & Gieren, W. 1995, *A&A*, 294, 648

- Hill, R. S., Cheng, K.-P., Bohlin, R. C., et al. 1995, *ApJ*, 446, 622
- Hill, V., François, P., Spite, M., Primas, F., & Spite, F. 2000, *A&A*, 364, L19
- Hindman, J. V., McGee, R. X., Carter, A. W. L., & Kerr, F. J. 1961, *AJ*, 66, 45
- Hodge, P. 1989, *ARA&A*, 27, 139
- Holtzman, J. A., et al. 1999, *AJ*, 118, 2262
- Hubble, E. P. 1926, *ApJ*, 64, 321
- Hunter, D. A., Shaya, E. J., Holtzman, J. A., et al. 1995, *ApJ*, 448, 179
- Javiel, S. C., Santiago, B. X., & Kerber, L. O. 2005, *A&A*, 431, 73
- Johnson, J. A., Bolte, M., Stetson, P. B., Hesser, J. E., & Somerville, R. S. 1999, *ApJ*, 527, 199
- Kallivayalil, N., van der Marel, R. P., Alcock, C., Axelrod, T., Cook, K. H., Drake, A. J., & Geha, M. 2006a, *ApJ*, 638, 772
- Kallivayalil, N., van der Marel, R. P., & Alcock, C. 2006b, *ApJ*, 652, 1213
- Kennicutt, R. C., Jr., Bresolin, F., Bomans, D. J., Bothun, G. D., & Thompson, I. B. 1995, *AJ*, 109, 594
- Kerber, L. O., Santiago, B. X., & Brocato, E. 2007, *A&A*, 462, 139
- Kerr, F. J., Hindman, J. F., & Robinson, B. J. 1954, *Australian Journal of Physics*, 7, 297
- Kerr, F. J., & de Vaucouleurs, G. 1955, *Australian Journal of Physics*, 8, 508
- Kim, S., Staveley-Smith, L., Dopita, M. A., Freeman, K. C., Sault, R. J., Kesteven, M. J., & McConnell, D. 1998, *ApJ*, 503, 674
- Kim, S., Staveley-Smith, L., Dopita, M. A., Sault, R. J., Freeman, K. C., Lee, Y., & Chu, Y.-H. 2003, *ApJS*, 148, 473
- Kontizas, E., Dapergolas, A., Morgan, D. H., & Kontizas, M. 2001, *A&A*, 369, 932
- Kroupa, P., & Bastian, U. 1997, *Hipparcos - Venice '97*, 402, 615
- Kroupa, P., Bouvier, J., Duchêne, G., & Moraux, E. 2003, *MNRAS*, 346, 354
- Lada, C. J. 2006, *ApJ*, 640, L63
- Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 372
- Leavitt, H. S., & Pickering, E. C. 1912, *Harvard College Observatory Circular*, 173, 1
- Leisy, P., Dennefeld, M., Alard, C., & Guibert, J. 1997, *A&AS*, 121, 407
- Lejeune, T., Cuisinier, F., & Buser, R. 1997, *A&AS*, 125, 229
- Luks, T., & Rohlfs, K. 1992, *A&A*, 263, 41
- Mackey, A. D., & Broby Nielsen, P. 2007, *MNRAS*, 379, 151
- Mackey, A. D., & Gilmore, G. F. 2004, *MNRAS*, 352, 153
- Mackey, A. D., Payne, M. J., & Gilmore, G. F. 2006, *MNRAS*, 369, 921
- Majewski, S. R., Nidever, D. L., Muñoz, R. R., Patterson, R. J., Kunkel, W. E., & Carlin, J. L. 2009, *IAU Symposium*, 256, 51

- Marín-Franch, A., et al. 2009, *ApJ*, 694, 1498
- Martinez-Delgado, D., & Aparicio, A. 1997, *ApJ*, 480, L107
- Maschberger, T., & Kroupa, P. 2007, *MNRAS*, 379, 34
- Maschberger, T., & Kroupa, P. 2011, *MNRAS*, 411, 1495
- Mason, E., Della Valle, M., Gilmozzi, R., Lo Curto, G., & Williams, R. E. 2005, *A&A*, 435, 1031
- Mateo, M., Hodge, P., & Schommer, R. A. 1986, *ApJ*, 311, 113
- Mayer, L., Mastropietro, C., Wadsley, J., Stadel, J., & Moore, B. 2006, *MNRAS*, 369, 1021
- McGee, R. X. 1964, *Australian Journal of Physics*, 17, 515
- McGee, R. X., & Milton, J. A. 1966, *Australian Journal of Physics*, 19, 343
- Mighell, K. J. 1999, *ApJ*, 518, 380
- Milone, A. P., Bedin, L. R., Piotto, G., & Anderson, J. 2009, *A&A*, 497, 755
- Moffat, A. F. J. 1969, *A&A*, 3, 455
- Monelli, M., et al. 2010, arXiv:1002.4300
- Muñoz, R. R., et al. 2006, *ApJ*, 649, 201
- Murai, T., & Fujimoto, M. 1980, *PASJ*, 32, 581
- Navarro, J. F., Frenk, C. S., & White, S. D. M. 1996, *ApJ*, 462, 563
- Nidever, D. L., Majewski, S. R., & Burton, W. B. 2008, *ApJ*, 679, 432
- Noël, N. E. D., Aparicio, A., Gallart, C., et al. 2009, *ApJ*, 705, 1260
- Oey, M. S., & Massey, P. 1995, *ApJ*, 452, 210
- Olano, C. A. 2004, *A&A*, 423, 895
- Olsen, K. A. G., Hodge, P. W., Wilcots, E. M., & Pastwick, L. 1997, *ApJ*, 475, 545
- Olsen, K. A. G., Hodge, P. W., Mateo, M., Olszewski, E. W., Schommer, R. A., Suntzeff, N. B., & Walker, A. R. 1998, *MNRAS*, 300, 665
- Olsen, K. A. G. 1999, *AJ*, 117, 2244
- Olsen, K. A. G., & Salyk, C. 2002, *AJ*, 124, 2045
- Olszewski, E. W., Schommer, R. A., Suntzeff, N. B., & Harris, H. C. 1991, *AJ*, 101, 515
- Olszewski, E. W., Suntzeff, N. B., & Mateo, M. 1996, *ARA&A*, 34, 511
- Origlia, L., & Leitherer, C. 2000, *AJ*, 119, 2018
- Piatek, S., Pryor, C., & Olszewski, E. W. 2008, *AJ*, 135, 1024
- Piatti, A. E., Sarajedini, A., Geisler, D., Bica, E., & Clariá, J. J. 2002, *MNRAS*, 329, 556
- Piatti, A. E., Bica, E., Geisler, D., & Clariá, J. J. 2003, *MNRAS*, 344, 965
- Pietrinferni, A., Cassisi, S., Salaris, M., & Castelli, F. 2004, *ApJ*, 612, 168
- Pietrzynski, G., & Udalski, A. 2000, , 50, 337

- Raghavan, D., et al. 2010, arXiv:1007.0414
- Reid, M. J., & Brunthaler, A. 2004, *ApJ*, 616, 872
- Reid, M. J., et al. 2009, *ApJ*, 700, 137
- Reid, W. A., & Parker, Q. A. 2009, *IAU Symposium*, 256, 36
- Robin, A. C., Reyl e, C., Derri ere, S., & Picaud, S. 2003, *A&A*, 409, 523
- Rohlfs, K., Kreitschmann, J., Feitzinger, J. V., & Siegman, B. C. 1984, *A&A*, 137, 343
- Ro skar, R., Debattista, V. P., Quinn, T. R., Stinson, G. S., & Wadsley, J. 2008, *ApJ*, 684, L79
- Ru i cka, A., Theis, C., & Palou s, J. 2010, *ApJ*, 725, 369
- Sagar, R., & Pandey, A. K. 1989, *A&AS*, 79, 407
- Sagar, R., & Richtler, T. 1991, *A&A*, 250, 324
- Saha, A., et al. 2010, *AJ*, 140, 1719
- Sarajedini, A., Lee, Y.-W., & Lee, D.-H. 1995, *ApJ*, 450, 712
- Saviane, I., Held, E. V., & Piotto, G. 1996, *A&A*, 315, 40
- Schaefer, B. E. 2008, *AJ*, 135, 112
- Schlegel, D. J., Finkbeiner, D. P., & Davis, M. 1998, *ApJ*, 500, 525
- Schommer, R. A., Suntzeff, N. B., Olszewski, E. W., & Harris, H. C. 1992, *AJ*, 103, 447
- Schommer, R., Smith, C., Olsen, K., & Walker, A. 2000, <http://www.ctio.noao.edu/mosaic/manual/index.htm>
- Schmidt-Kaler, T., & Gochermann, J. 1992, *Variable Stars and Galaxies*, in honor of M. W. Feast on his retirement, 30, 203
- Selman, F., Melnick, J., Bosch, G., & Terlevich, R. 1999, *A&A*, 347, 532
- Shattow, G., & Loeb, A. 2009, *MNRAS*, 392, L21
- Smecker-Hane, T. A., Cole, A. A., Gallagher, J. S., III, & Stetson, P. B. 2002, *ApJ*, 566, 239
- Soszy nski, I., et al. 2008, *Acta Astronomica*, 58, 163
- Soszy nski, I., et al. 2009a, *Acta Astronomica*, 59, 1
- Soszy nski, I., et al. 2009b, *Acta Astronomica*, 59, 239
- Staveley-Smith, L., Kim, S., Calabretta, M. R., Haynes, R. F., & Kesteven, M. J. 2003, *MNRAS*, 339, 87
- Stetson, P. B. 1987, *PASP*, 99, 191
- Stetson, P. B., & Harris, W. E. 1988, *AJ*, 96, 909
- Stetson, P. B. 1994, *PASP*, 106, 250
- Stetson, P. B., Hesser, J. E., & Smecker-Hane, T. A. 1998, *PASP*, 110, 533
- Stinson, G. S., Dalcanton, J. J., Quinn, T., Gogarten, S. M., Kaufmann, T., & Wadsley, J. 2009, *MNRAS*, 395, 1455

- Spiegel, D. N., et al. 2003, *ApJS*, 148, 175
- Thain, D., Tannebaum, T., & Livny, M. 2005, *Concurrency, Practice and Experience*, 17, 323
- Udalski, A., Soszynski, I., Szymanski, M., Kubiak, M., Pietrzynski, G., Wozniak, P., & Zebrun, K. 1999, *Acta Astronomica*, 49, 223
- Vallenari, A., Aparicio, A., Fagotto, F., & Chiosi, C. 1994a, *A&A*, 284, 424
- Vallenari, A., Aparicio, A., Fagotto, F., et al. 1994b, *A&A*, 284, 447
- Vallenari, A., Chiosi, C., Bertelli, G., & Ortolani, S. 1996, *A&A*, 309, 358
- Vanlandingham, K. M., Schwarz, G. J., Starrfield, S., Hauschildt, P. H., Shore, S. N., & Sonneborn, G. 1999, *New Views of the Magellanic Clouds*, 190, 391
- van den Bergh, S. 1988, *PASP*, 100, 1486
- van der Marel, R. P. 2001, *AJ*, 122, 1827
- van der Marel, R. P., Alves, D. R., Hardy, E., & Suntzeff, N. B. 2002, *AJ*, 124, 2639
- van der Marel, R. P., Kallivayalil, N., & Besla, G. 2009, *IAU Symposium*, 256, 81
- Vieira, K., et al. 2010, *AJ*, 140, 1934
- Walborn, N. R., Maíz-Apellániz, J., & Barbá, R. H. 2002, *AJ*, 124, 1601
- Westerlund, B. E. 1990, *A&A Rev.*, 2, 29
- Westerlund, B. E., Linde, P., & Lynga, G. 1995, *A&A*, 298, 39
- Westerlund, B. E. 1997, *The Magellanic Clouds*, Cambridge Astrophysics Series, 29
- Westerlund, B. E., Lundgren, K., Pettersson, B., & Kozielj, E. 1998, *A&A*, 339, 385
- Will, J.-M., Bomans, D. J., Vallenari, A., Schmidt, J. H. K., & de Boer, K. S. 1996, *A&A*, 315, 125
- Woo, J.-H., Gallart, C., Demarque, P., Yi, S., & Zoccali, M. 2003, *AJ*, 125, 754
- Yamaguchi, H., Bamba, A., & Koyama, K. 2009, *PASJ*, 61, 175