

Capítulo 5

Simulación de la población de enanas blancas del halo

Las enanas blancas, en su condición de objetos estelares remanentes más comunes, proporcionan, tal y como hemos visto en capítulos precedentes, una información valiosa sobre los primeros estadios de la evolución de la Galaxia. Tanto la densidad actual de enanas blancas como su distribución son un reflejo de las condiciones de las estrellas progenitoras de la secuencia principal, mientras que sus colores son indicativos de sus edades. Ambas propiedades son consistentes con el hecho de que muchas de las enanas blancas se formaron cuando la Galaxia era aún muy joven, razón por la cual podemos extraer información no sólo sobre la formación de la Galaxia, sino también de su evolución y estructura.

No obstante, hasta épocas recientes se ha supuesto que la población de enanas blancas del halo contribuye con una fracción prácticamente despreciable a la masa total de la Galaxia (Gould, Flynn & Bahcall, 1998). Este punto de vista se ve reforzado por la restricción debida a que la formación de una enana blanca típica de $0,6 M_{\odot}$ se ve acompañada de la liberación de varias masas solares de gas, notablemente enriquecida en elementos de CNO (Canal, Isern & Ruiz-Lapuente, 1997). Además, las estrellas locales y el gas interestelar, el cual sólo aporta el $\sim 10\%$ de la masa total de la Galaxia, contienen únicamente un $2 - 3\%$ de estos elementos en masa. Por lo tanto, basándose en estos argumentos sobre metalicidad, los resultados más recientes indican que las enanas blancas representan entre un $1 - 10\%$ de la materia oscura del halo galáctico dentro de unos 50 kpc (Bahcall et al. 2000), en el mejor de los casos.

Estas consideraciones son importantes puesto que el equipo MACHO (Alcock et al., 2000) ha determinado una frecuencia de sucesos de microlentes en la dirección de la Nube Grande de Magallanes que sugiere que un $8 - 50\%$ de la materia oscura del halo esta formada por objetos compactos con una masa $\sim 0,5 M_{\odot}$. Tanto las estrellas débiles como las enanas marrones representan una fracción escasa de la masa total de

la Galaxia, razón por la que parece poco probable que tales objetos sean responsables de los sucesos de microlentes. En consecuencia, los únicos candidatos conocidos con masas similares, son las enanas blancas.

Por otra parte, en los últimos años diversas observaciones realizadas mediante el *Hubble Deep Field* apuntan la existencia de un número de objetos con movimientos propios elevados susceptibles de ser interpretados como enanas blancas viejas del halo galáctico (Ibata et al. 1999). Estos objetos, que se hallan a una distancia promedio de ~ 2 kpc, presentan colores en la banda del azul que son plenamente consistentes con los actuales modelos de atmósferas de las enanas blancas (Hansen, 1999; Salaris et al., 2000). En este sentido, si los resultados del *Hubble Deep Field* se confirman, serían suficientes para explicar la profundidad óptica observada en la dirección de la Nube Grande de Magallanes. No obstante, existe cierta controversia sobre la interpretación de estos resultados, motivo por el cual hemos realizado en el presente capítulo un análisis a partir de nuestras simulaciones Monte Carlo de las diferentes propiedades y el papel que desempeñan las enanas blancas del halo.

5.1. Construcción de la muestra

5.1.1. Simulación del halo luminoso

La estructura del halo es compleja y en general no muy bien conocida, no obstante, en la construcción de la muestra simulada hemos seguido un esquema análogo al utilizado en la Sección 2.1 para el disco, pero con las particularidades propias de la población del halo. En este sentido, cabe en primer lugar aclarar la utilización del término “halo”. A grandes rasgos se distingue entre dos clases de halos galácticos: el halo visible, o luminoso, también denominado halo estelar o esferoide, el cual es, desde el punto de vista de la dinámica de la Galaxia, despreciable, y el denominado halo oscuro, corona, o halo de materia oscura, el cual controla la dinámica de las regiones más exteriores de la Galaxia.

Entre los diferentes modelos matemáticos propuestos para describir el halo hemos tomado por sencillez los halos con simetría esférica. Entre ellos, uno de los más utilizados habitualmente es el denominado modelo de esfera isoterma, cuyo perfil de densidades queda descrito mediante la siguiente expresión

$$\rho = \rho_0 \frac{a^2 + R_\odot^2}{a^2 + r^2} \quad (5.1)$$

donde ρ_0 es la densidad local de materia del halo, $a \approx 5$ kpc es el radio del llamado núcleo, $R_\odot = 8,5$ kpc es la distancia galactocéntrica del Sol y r la coordenada radial galactocéntrica. La distribución de velocidades se ajusta de manera bastante realista a una distribución gaussiana

$$f(v_r, v_\theta, v_\phi) = \frac{1}{(2\pi)^{3/2}} \frac{1}{\sigma_r \sigma_t^2} \exp \left[-\frac{1}{2} \left(\frac{v_r^2}{\sigma_r^2} + \frac{v_\theta^2 + v_\phi^2}{\sigma_t^2} \right) \right] \quad (5.2)$$

mientras que las dispersiones en las velocidades se pueden determinar a partir de la ecuación de Jeans para sistemas esféricos (Binney & Tremain, 1987)

$$\frac{1}{\rho} \frac{d(\rho\sigma_r^2)}{dr} + \frac{2\beta\sigma_r^2}{r} = -\frac{d\Phi}{dr} \quad (5.3)$$

donde σ_r y σ_t son las dispersiones radial y tangencial, respectivamente, $\Phi(r)$ el potencial gravitatorio y $\beta \equiv 1 - \sigma_t^2/\sigma_r^2$ es el coeficiente de anisotropía. Para el modelo de la esfera isoterma obtenemos,

$$\sigma_t^2 = \frac{V_c^2}{2} + \left[1 - \frac{r^2}{a^2 + r^2}\right] \sigma_r^2 + \frac{r}{2} \frac{d(\sigma_r^2)}{dr} \quad (5.4)$$

que en primera aproximación conduce a una relación constante entre las dispersiones, $\sigma_r = \sigma_t = V_c/\sqrt{2}$, donde $V_c = (-rd\Phi/dr)^{1/2}$ es la velocidad de rotación. A pesar de que se trata de un modelo simplificado, cuando la distribución de materia total del halo (materia luminosa + materia oscura) sigue el perfil dado por la expresión 5.2 se obtiene un ajuste correcto de la curva de rotación de la Galaxia.

No obstante, la distribución de materia oscura en general, y la de los MACHOs¹ en particular, no ha de seguir necesariamente la distribución de materia total del halo. A este respecto, Marković y Sommer-Larsen (1996), basándose en el estudio de las estrellas azules de la rama horizontal del exterior del halo (Sommer-Larsen, Flynn & Christensen 1994), han propuesto diversos modelos en los que los objetos masivos tienden a concentrarse en el centro de la galaxia. En estos modelos, el perfil de densidades queda representado por una ley de potencias del tipo

$$\rho = \rho_0(R_\odot/r)^\gamma \quad (5.5)$$

donde γ es un parámetro que para el caso del modelo de esfera concentrada vale $\gamma = 3,4$ mientras que para el caso del modelo de esfera singular isoterma se tiene $\gamma = 2$. Por otro lado, la dispersión en la velocidad radial se describe de manera analítica mediante la expresión

$$\sigma_r^2 = \sigma_0^2 + \sigma_+^2 \left[\frac{1}{2} - \frac{1}{\pi} \arctan \left(\frac{r - r_0}{l} \right) \right] \quad (5.6)$$

obteniéndose el mejor ajuste con los datos observacionales con los siguientes valores: $\sigma_0 = 80 \text{ km s}^{-1}$, $\sigma_+ = 145 \text{ km s}^{-1}$, $r_0 = 10,5 \text{ kpc}$ y $l = 5,5 \text{ kpc}$. La dispersión en la velocidad tangencial la obtenemos a partir de la expresión anterior y utilizando de nuevo la ecuación de Jeans,

$$\sigma_t^2 = \frac{1}{2}V_c^2 - \left(\frac{\gamma}{2} - 1\right) \sigma_r^2 + \frac{r}{2} \frac{d\sigma_r^2}{dr} \quad (5.7)$$

¹Massive Astrophysical Compact Halo Objects

donde

$$r \frac{d\sigma_r^2}{dr} = -\frac{1}{\pi} \frac{r}{l} \frac{\sigma_+^2}{1 + [(r - r_0)/l]^2} \quad (5.8)$$

Tal y como comentábamos anteriormente, los modelos de halo derivados a partir de la ley de potencias 5.5 concentran un mayor número de objetos hacia el centro de la Galaxia. Puesto que nuestro propósito es determinar una cota superior al tanto por ciento de materia oscura debida a la población de enanas blancas del halo, hemos realizado diferentes simulaciones para las diversos modelos anteriormente expuestos. Los resultados que maximizan el número de objetos en la dirección de la Gran Nube de Magallanes se obtienen cuando distribuimos las estrellas del halo luminoso según un modelo de esfera isoterma y la materia oscura según el modelo de esfera concentrada con $\gamma = 3,4$.

Por otra parte, y tal y como hemos mencionado inicialmente, las enanas blancas del halo son los candidatos ideales para explicar los fenómenos de microlentes observados en la dirección de la Gran Nube de Magallanes. Esta interpretación de los microlentes ha conducido en los últimos años a la introducción de diversas funciones iniciales de masa no estándar (Adams & Laughlin, 1996; Fields, Mathews & Schramm, 1996; Chabrier, Ségretrain & Méra, 1996). Tales IMFs se caracterizan por poseer un corte pronunciado por debajo de $\sim 1 M_\odot$ y por encima de $\sim 7 - 10 M_\odot$ con el fin de evitar, entre otros efectos, la sobreproducción de enanas rojas en el primer caso, y el exceso de elementos pesados en el medio interestelar debido a la explosión de estrellas masivas en el segundo caso. No obstante, la modificación *ad hoc* de tales IMFs corre el riesgo de producir efectos no deseados en otros campos en principio bien establecidos (Isern et al. 1998). En cualquier caso, en nuestro estudio de las propiedades de la población de enanas blancas del halo hemos analizado los diferentes resultados que cabe esperar en función de las diferentes IMFs propuestas hasta la fecha. En la Tabla 5.1 presentamos las IMFs utilizadas, su expresión matemática — recordemos que $\phi(M)dM$ representa el número de estrellas formadas en el intervalo de masas $(M, M + dM)$ — conjuntamente con los parámetros utilizados y sus respectivos autores.

Por lo tanto, en primer lugar, hemos simulado una población de estrellas del halo local en una esfera centrada en el Sol con radio 300 pc. La masa total en este volumen se distribuye según la expresión 5.1. A cada estrella se le asigna una masa según cada uno de los cuatro modelos de IMF estudiados (ver Tabla 5.1) y una localización espacial en coordenadas esféricas (r, θ, ϕ) en función de la distribución 5.1, que posteriormente se transformará en coordenadas galactocéntricas (r, l, b) y en coordenadas ecuatoriales (r, α, δ) tal y como se especifica en el Apéndice A.1. Posteriormente se le asigna de manera aleatoria una edad de nacimiento de acuerdo con un período de intensa formación estelar de 1 Gyr de duración. Fijando ahora una edad para el halo, y puesto que conocemos las masas de las estrellas de la secuencia principal y su edad de nacimiento podemos determinar qué estrellas han tenido tiempo de convertirse

Cuadro 5.1: Diferentes IMFs utilizadas.

FUNCIONES INICIALES DE MASA		
IMF	$\phi(M)$	Autor
SC	$\begin{cases} (M/M_\odot)^{-1,2} & \text{si } M < 1,0 M_\odot \\ (M/M_\odot)^{-2,7} & \text{si } 1,0 M_\odot < M < 10,0 M_\odot \\ 0,4(M/M_\odot)^{-2,3} & \text{si } M > 10,0 M_\odot \end{cases}$	Scalo (1998)
CSM1	$\begin{cases} \exp [-(M_{\text{cut}}/M)^{\beta_1} (M/M_\odot)^{\beta_2}] \\ \text{donde } M_{\text{cut}} = 2,0 M_\odot, \beta_1 = 2,2 \text{ y } \beta_2 = 5,15 \end{cases}$	Chabrier et al. (1996)
CSM2	$\begin{cases} \exp [-(M_{\text{cut}}/M)^{\beta_1} (M/M_\odot)^{\beta_2}] \\ \text{donde } M_{\text{cut}} = 2,7 M_\odot, \beta_1 = 2,2 \text{ y } \beta_2 = 5,75 \end{cases}$	Chabrier et al. (1996)
AL	$\begin{cases} \exp \left[1 - \frac{1}{2\sigma^2} (\log(M/M_{\text{cut}}))^2 \right] \\ \text{donde } M_{\text{cut}} = 2,3, \text{ y } \sigma = 0,44 \end{cases}$	Adams & Laughlin (1996)

en enanas blancas. Finalmente determinamos sus luminosidades utilizando de nuevo las secuencias de enfriamiento de Salaris et al. (2000).

En cuanto a la cinemática de la población del halo luminoso hemos seguido una distribución isotrópica dada por la expresión 5.2 con $\sigma_r = \sigma_t = 156 \text{ km s}^{-1}$. Posteriormente, para determinar las velocidades heliocéntricas, hemos añadido la velocidad del estandar local de reposo (LSR), $v_* = 220 \text{ km s}^{-1}$ y la velocidad peculiar del sol, $(u_0, v_0, w_0) = (10, 0, 5, 2, 7, 2) \text{ km s}^{-1}$ (Dehnen y Binney, 1998). Así mismo, puesto que las muestras observacionales carecen de la componente radial en la velocidad, hemos extraído dicha componente en nuestras simulaciones. Por último, sólo hemos considerado aquellas enanas blancas con velocidades tangenciales superiores a 250 km s^{-1} , dado que por debajo de este valor no se considera que la estrella pertenece al halo, y con velocidades tangenciales no superiores a la velocidad de escape de la Galaxia. Para los modelos de halo con simetría esférica la velocidad de escape, v_e , se puede determinar mediante la expresión (Binney & Tremain, 1987)

$$v_e^2 = 2v_c^2[1 + \ln(r_*/r)] \quad (5.9)$$

expresión que resulta válida para $r < r_*$, donde $r_* \simeq 41 \text{ kpc}$ es el límite exterior del halo y $v_c = 220 \text{ km s}^{-1}$ es la velocidad circular del halo que suponemos constante.

Para una distancia $r = R_{\odot} = 8,5$ kpc obtenemos un valor de $v_e = 500 \text{ km s}^{-1}$.

5.1.2. Simulación de microlentes en la dirección de la Gran Nube de Magallanes

Tal y como hemos mencionado anteriormente, nuestro propósito consiste en determinar que tanto por ciento de la materia oscura de la galaxia puede ser explicado mediante la población de enanas blancas del halo. Esto es equivalente a determinar la fracción de la profundidad óptica en la dirección de la Gran Nube de Magallanes debida a la población de enanas blancas del halo de materia oscura. Por lo tanto, nuestra simulación consiste, por una parte, en la creación de una población de enanas blancas del halo distribuida en un cono en la dirección de la Gran Nube de Magallanes, y por otra, en la determinación de cuántas y cuáles de estas enanas blancas son susceptibles de producir microlentes. A este respecto hemos seguido de manera fidedigna en nuestra simulación de Monte Carlo la observaciones realizadas por el equipo MACHO.

En primer lugar hemos distribuido la población de estrellas del halo en una región de $5^{\circ} \times 3^{\circ}$ centrada en la dirección de la Gran Nube de Magallanes, $b = -33^{\circ}$ y $l = 280^{\circ}$. Puesto que se trata de una región relativamente pequeña de la esfera celeste, una distribución uniforme con respecto a las coordenadas galácticas l y b resulta razonable. Por otra parte, y tal y como hemos visto en la sección anterior, utilizaremos el modelo de esfera concentrada para describir la distribución de estrellas según la coordenada radial r . La distribución de velocidades sigue las ecuaciones 5.2, 5.6, 5.7 y 5.8, y una vez determinadas éstas se han eliminado aquellos objetos que superan la velocidad de escape, dada por la ecuación 5.9. Un punto clave de la simulación consiste en determinar cuánta masa hemos de generar en nuestro cono. A este respecto hemos normalizado de manera que la densidad local de enanas blancas del cono en la dirección de la Gran Nube de Magallanes sea exactamente igual que la densidad local obtenida en la simulación de la función de luminosidad de enanas blancas del halo luminoso.

El segundo paso consiste en determinar qué enanas blancas son susceptibles de producir efectos de microlentes. Para ello, en primer lugar, distribuimos las estrellas de la Gran Nube de Magallanes (unas $\sim 1,1 \cdot 10^7$) siguiendo un modelo típico de galaxia elíptica con los siguientes parámetros (Gyuk et al. 2000): longitud patrón, $R_d = 1,57$ kpc, altura patrón, $z_d = 0,3$ kpc, inclinación, $i = 30^{\circ}$, distancia, $L = 50$ kpc, ángulo de posición, $\phi = 170^{\circ}$, y velocidad heliocéntrica transversal, $v_t = 336 \text{ km s}^{-1}$. A continuación, para cada una de las estrellas simuladas de la Gran Nube de Magallanes determinamos si existe alguna enana blanca que haya podido interponerse entre el observador (posición del sol) y la estrella en cuestión. Puesto que tratamos los objetos como puntuales, una enana blanca podrá producir un efecto de microlente si su distancia angular con respecto a la estrella fuente es inferior al ángulo de Einstein, $\theta_E = R_E/D_{OL}$, donde R_E es el radio de Einstein, y

D_{OL} la distancia observador–lente. Cabe subrayar aquí que nuestra simulación de Monte Carlo reproduce de manera totalmente realista las observaciones del equipo MACHO, habiéndose, por lo tanto, utilizado los mismos parámetros adoptados en tales observaciones. A este respecto, hemos simulado un total de $10,7 \times 10^6$ estrellas de la Gran Nube de Magallanes, valor que coincide con el número de objetos monitorizados por las observaciones del equipo MACHO. Análogamente, el tiempo de exposición se ha tomado de 5.7 años, tiempo en el que, dado que conocemos el movimiento propio de las enanas blancas de la población simulada, determinamos la posibilidad de que alguno de estos objetos pueda producir un efecto de microlente.

Una vez determinado el subconjunto de enanas blancas susceptible de generar efectos de microlentes, hacemos pasar cada uno de estos objetos candidatos a microlente por la función de eficiencia de detección. Esta función nos proporciona la fracción sobre el total de sucesos de duración \hat{t} y que satisfacen que el cociente entre el parámetro de impacto y el radio de Einstein es $u < 1$ (ver Apéndice D) que serían detectados con las técnicas actuales de observación. La función de eficiencia de detección, $\varepsilon(\hat{t})$, donde \hat{t} es el tiempo de paso del diámetro de Einstein, puede obtenerse mediante un ajuste analítico de los datos observacionales mediante la siguiente expresión:

$$\varepsilon(\hat{t}) = \begin{cases} 0,43 e^{-(\ln(\hat{t}/T_m))^{3,58}/0,87}, & \hat{t} > T_m \\ 0,43 e^{-|\ln(\hat{t}/T_m)|^{2,34}/11,16}, & \hat{t} < T_m \end{cases} \quad (5.10)$$

donde $T_m = 250$ días. Cabe señalar que la expresión anterior se halla en justo acuerdo numérico con la eficiencia de detección obtenida por el equipo MACHO (Alcock et al. 2000). Finalmente podemos determinar la profundidad óptica. Para ello utilizaremos la misma expresión observacional dada en Alcock et al. (2000), a saber:

$$\tau = \frac{1}{E} \frac{\pi}{4} \sum_i \frac{\hat{t}_i}{\varepsilon(\hat{t}_i)} \quad (5.11)$$

donde $E = 6,12 \times 10^7$ objetos–año es la exposición total, \hat{t}_i es el tiempo de paso del diámetro del anillo de Einstein para el suceso i -ésimo, y $\varepsilon(\hat{t}_i)$ es la función de eficiencia de detección.

5.2. La función de luminosidad del halo

5.2.1. Análisis de completitud

En la Sección 4.2.3 del capítulo precedente obtuvimos una función de luminosidad preliminar de las enanas blancas del halo obtenida a partir del catálogo observacional de McCook y Sion (1987). Tal y como vimos, esta función de luminosidad, pese a que dispone de un número estadísticamente pequeño de objetos (16 objetos), representa, en comparación con la función de luminosidad previa de Liebert et al. (1989) —

tan sólo 5 objetos — una mejora substancial. Por lo tanto, utilizaremos nuestra función de luminosidad como punto de partida observacional en el análisis de las propiedades de la población de enanas blancas del halo. Subrayemos de nuevo, que el hecho de poseer una buena función de luminosidad es clave, puesto que a partir de ésta obtendremos las diversas propiedades objeto de nuestro estudio, tal y como son la profundidad óptica y el tanto por ciento de materia oscura debida a las enanas blancas, el número de objetos del HDF o la posibilidad de discernir entre los diversos modelos de IMF propuestos, entre otras.

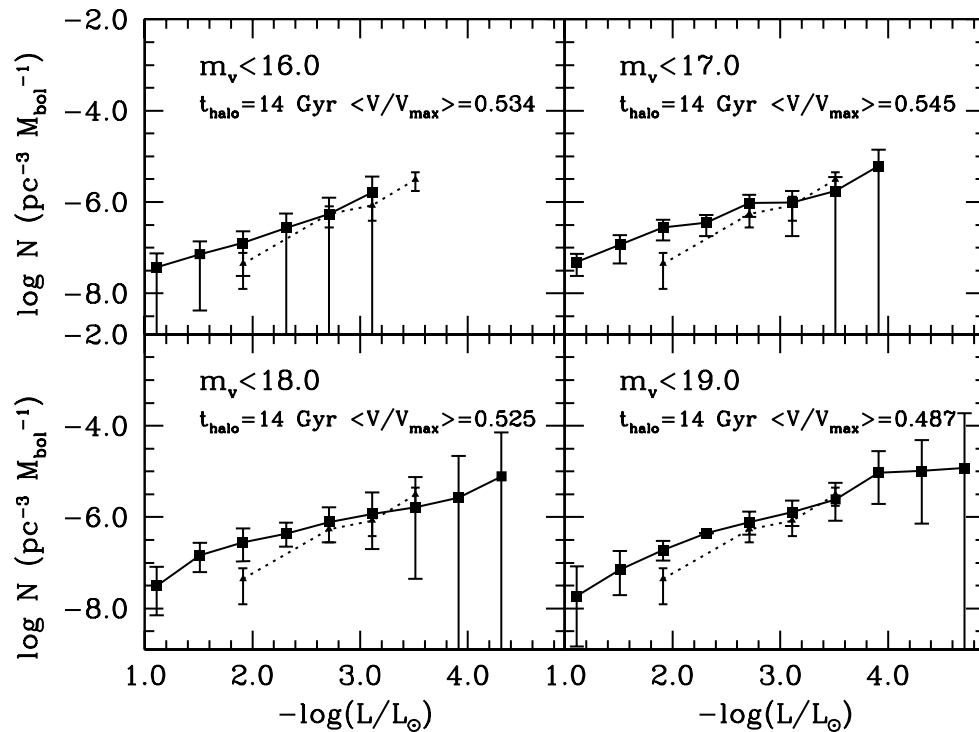


Figura 5.1: Funciones de luminosidad del halo para diferentes cortes en magnitud aparente. La línea continua corresponde con la función de luminosidad de la simulación Monte Carlo, mientras que la punteada con la de Torres et al. (1988).

En consecuencia, en primer lugar hemos realizado un análisis de la completitud de la función de luminosidad del halo en función de las magnitudes de corte utilizadas. Recordemos que nuestra función de luminosidad del halo fue obtenida utilizando el método habitual de $1/V_{\max}$, donde adoptamos los criterios de selección utilizados por Oswalt et al. (1996): $m_V \leq 18,5^{\text{mag}}$ y $\mu \geq 0.''16 \text{ yr}^{-1}$. No obstante, con estos criterios de selección, obtuvimos un valor de $\langle V/V_{\max} \rangle = 0,115$, lejos del valor 0.5 que representa una muestra completa. Este hecho indica claramente que la muestra observacional es incompleta, por lo que no podemos estar seguros de cuáles han de

ser las magnitudes de corte a utilizar.

Para aclarar el punto anterior hemos realizado un estudio de la función de luminosidad en función de las magnitudes de corte. Puesto que la población de enanas blancas del halo es un conjunto con velocidades heliocéntricas elevadas, la variación del movimiento propio de corte en los criterios de selección (para una magnitud visual aparente de corte dada) únicamente implica que el número de objetos final de la muestra sea mayor o menor, pero no conlleva ningún cambio substancial en la forma de la función de luminosidad. En cambio, la variación de la magnitud visual aparente de corte sí que implica una modificación en la función de luminosidad. A este respecto hemos representado en la Figura 5.1 la función de luminosidad de las enanas blancas del halo para diferentes valores de corte de la magnitud visual aparente; en concreto para valores de: 16, 17, 18 y 19 magnitudes. Mediante una línea continua hemos representado las funciones de luminosidad simuladas por nuestro método Monte Carlo, mientras que para la función de luminosidad observacional de Torres et al. (1998) se ha utilizado una línea punteada. En las funciones de luminosidad simuladas se ha tomado una edad del halo de 14 Gyr y una IMF estándar. Así mismo, cabe decir, que cada función de luminosidad simulada que hemos representado corresponde con la media bayesiana (ver Sección 2.3.3) obtenida a partir de 20 realizaciones individuales.

El primer rasgo que observamos en la Figura 5.1, tal y como era de esperar, consiste en el hecho de que el número de objetos, y por tanto de intervalos, en la parte de bajas luminosidades de la función de luminosidad aumenta conforme aumentamos la magnitud de corte. Si prescindimos de los intervalos con barras de error infinitas, aquellos que corresponden con simulaciones en las que se puede encontrar entre 0 y 1 objeto por cada realización del modelo, podemos apreciar que la magnitud de corte que mejor se ajusta con la función de luminosidad observacional se halla entre magnitudes 17 y 18. Por lo tanto, resulta razonable adoptar como magnitud visual de corte un valor de $m_V \leq 17,5^{\text{mag}}$. Este valor conjuntamente con el ya adoptado para el corte en movimientos propios, $\mu \geq 0.''16 \text{ yr}^{-1}$, serán los que utilicemos en las simulaciones sucesivas de la población del halo. Por último, las diversas funciones de luminosidad simuladas de la Figura 5.1 presentan un valor de la magnitud $\langle V/V_{\text{max}} \rangle$ muy cercano a 0.5, por lo que podemos concluir que tales simulaciones son completas y, en consecuencia, representativas del total de la población de enanas blancas del halo.

5.2.2. Dependencia de la función de luminosidad con respecto a la IMF y la densidad local de materia oscura

Siguiendo el modelo de halo descrito en la Sección 5.1.1, hemos realizado una serie de simulaciones donde cada una de ellas representa la media bayesiana de 20 realizaciones aleatorias individuales distintas. En la Figura 5.2 hemos representado las diferentes funciones de luminosidad obtenidas para cada una de las IMF prop-

estas (línea continua) en comparación con la función de luminosidad de Torres et al. (1998) (línea punteada). La edad del halo es común en todas las simulaciones, siendo su valor de 14 Gyr, mientras que los criterios de selección en la utilización del método de $1/V_{\max}$ son los que hemos expuesto en la Sección previa: $m_V \leq 17,5^{\text{mag}}$ y $\mu \geq 0.''16 \text{ yr}^{-1}$.

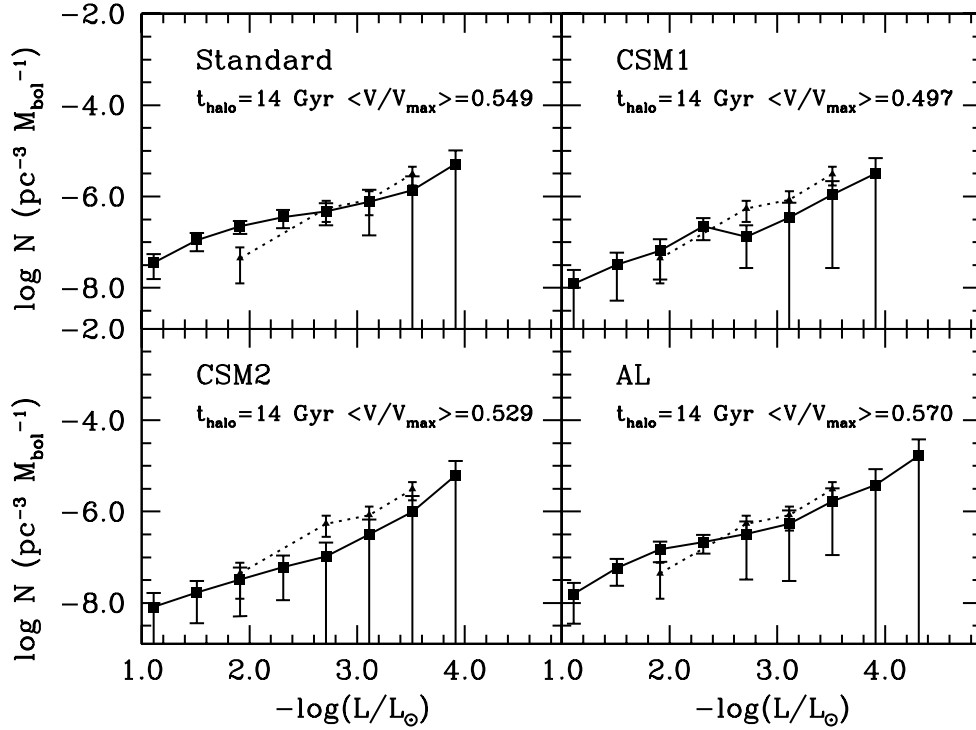


Figura 5.2: Funciones de luminosidad del halo para diferentes funciones de masa.

En primer lugar, en vista de los resultados de la Figura 5.2, y si prescindimos de detalles de orden menor, destacamos la gran similitud entre las funciones de luminosidad, independientemente del modelo de IMF utilizado. Este hecho es importante por sí mismo, puesto que implica que cualquier posible distinción entre los diferentes modelos de IMF propuestos no puede ser revelado a partir del conocimiento actual de la función de luminosidad del halo. Así mismo, es fácil comprobar el justo acuerdo entre las diferentes funciones de luminosidad simuladas y la función de luminosidad observacional, lo que significa que el modelo de halo que estamos utilizando describe de manera adecuada los datos observacionales.

En segundo lugar hemos realizado un análisis de la densidad local de materia del halo *visible* en forma de enanas blancas a partir de las funciones de luminosidad representadas en la Figura 5.2. Tal y como explicamos en la Sección 2.3 el método $1/V_{\max}$ nos proporciona una medida de la densidad espacial de enanas blancas,

simplemente como la suma de $1/V_{\max}$ para cada uno de los objetos de la muestra. Por otra parte, cada función de luminosidad simulada en esta sección se ha generado de manera tal que su densidad espacial corresponda con la densidad espacial de la función de luminosidad de Torres et al. (ver Sección 4.2.3). De esta manera todas las funciones de luminosidad aquí generadas presentan un mismo valor de la densidad espacial de enanas blancas de $\sim 9,0 \cdot 10^{-6} \text{ pc}^{-3}$. Por último, si tomamos un valor típico de $0.6 M_{\odot}$ para la masa de una enana blanca, la densidad local de enanas blancas del halo resulta ser de $\sim 5,4 \cdot 10^{-6} M_{\odot} \text{ pc}^{-3}$.

Cuadro 5.2: Valores de la densidad local de materia del halo y fracción η de materia bariónica, para las diferentes IMFs propuestas.

DENSIDAD LOCAL DE MATERIA DEL HALO

IMF	$\rho_0 (M_{\odot} \text{ pc}^{-3})$	η
Estándar	$2,2 \cdot 10^{-4}$	0.02
CSM1	$7,6 \cdot 10^{-4}$	0.05
CSM2	$1,1 \cdot 10^{-2}$	0.80
AL	$2,7 \cdot 10^{-3}$	0.20

Ahora bien, un resultado importante que podemos determinar a partir de nuestros simulaciones es la densidad de materia total del halo. Para simular cada una de las funciones de luminosidad anteriores hemos generado una cantidad de materia de la secuencia principal distinta según la IMF utilizada. De esta manera podemos hallar el valor de la densidad local de materia del halo que nos proporciona cada uno de los modelos de IMF propuestos. Los resultados obtenidos se recogen en la primera columna de la Tabla 5.2.

Como puede observarse en la primera columna de la Tabla 5.2, la diferencia de valores obtenidos llega a ser de dos órdenes de magnitud. Resulta conveniente, en consecuencia, comparar los valores anteriores con el valor esperado para la densidad local de materia oscura. Se puede hacer una estimación de dicho valor determinando la densidad de materia necesaria para ajustar la velocidad de rotación local, con lo que obtendríamos una expresión del tipo

$$\rho_{\text{MO}}(r) = \eta \frac{V_{\text{rot}}^2}{4\pi G r^2} \quad (5.12)$$

donde V_{rot} es la velocidad de rotación de la galaxia en el entorno local, η un coeficiente que nos indica el tanto por ciento de materia oscura bariónica, y G la constante de gravitación universal. Dando unos valores típicos de $r = 8 \text{ kpc}$, $V_{\text{rot}} = 220 \text{ km s}^{-1}$, y $\eta = 0,5$, resulta un valor para la densidad de materia oscura local de origen bariónico de $\rho_{\text{MO}}(R_{\odot}) \approx 7 \cdot 10^{-3} M_{\odot} \text{ pc}^{-3}$. Si comparamos el valor anterior

para la densidad de materia oscura con los valores expresados en la primera columna Tabla 5.2 vemos que la mayoría de modelos presentan una densidad inferior a la densidad de materia oscura local (tomando $\eta = 0,5$), mientras que tan sólo para uno de ellos, en concreto para la IMF de CSM2, es superior. Por el contrario, podemos determinar el valor de η por comparación entre la densidad de materia del halo y el valor obtenido en la simulación Monte Carlo, que es lo que se muestra en la segunda columna de la Tabla 5.2. Para este último caso, tal densidad implicaría una contribución de la materia bariónica cercana al 80% del total de la materia oscura del halo (muy por encima de los actuales modelos de materia oscura).

5.3. Microlentes en la dirección de la Gran Nube de Magallanes

Las observaciones realizadas por el equipo MACHO (Alcock et al. 2000) durante los últimos años han aportado resultados muy importantes para la interpretación de la estructura del halo, así como de la naturaleza de la materia oscura. En la Tabla 5.3 presentamos un resumen de los valores cuantitativos más destacados de tales resultados.

Cuadro 5.3: Resumen de los principales valores observacionales obtenidos por el equipo MACHO (Alcock et al. 2000) en el análisis de microlentes en la dirección de la Gran Nube de Magallanes.

PROYECTO MACHO

Período de análisis	5.7 años
Número de estrellas monitorizadas	11.9 millones
Número de microlentes	$\sim 13 - 17$ sucesos
Rango de escalas de tiempo (\hat{t})	~ 34 a 230 días
Tiempo del diametro de Einstein ($\langle \hat{t} \rangle$)	76 ± 23 días
Profundidad óptica	$\tau = 1,2 \times 10^{-7}$
Masa más probable del MACHO	$\sim 0,15$ a $0,9 M_{\odot}$
Fracción del halo debida a MACHOs	$\sim 20\%$ (modelo de halo típico)
Masa total de MACHOs (hasta 50 kpc)	$9 \times 10^{10} M_{\odot}$

Como primer hecho destacable cabe señalar que la masa más probable de un MACHO se encuentra justo en el rango de valores típicos de la masa de una enana blanca. Mientras que por otro lado, la profundidad óptica observada, $\tau = 1,2 \times 10^{-7}$, resulta superior a la profundidad óptica estimada para la población estelar conocida. Ambos hechos justifican la razón de nuestro análisis para determinar cual

es la contribución de la población de enanas blancas del halo y como depende esta contribución de parámetros tales como la edad del halo o la IMF empleada.

En la Sección 5.1.2 hemos descrito como llevaremos a cabo las simulaciones, siguiendo de manera realista el modelo de observaciones realizadas por el equipo MACHO. Recordemos brevemente, que hemos generado una población de enanas blancas, desde la posición del Sol hasta la Nube Grande de Magallanes, siguiendo un perfil de densidades y distribución de velocidades dado por el modelo de esfera concentrada con $\gamma = 3/4$. Sobre esta población hemos determinado qué enanas blancas pueden producir microlentes cuando se monitoriza el mismo número de estrellas que el observado por el equipo MACHO y bajo las mismas condiciones observacionales de eficiencia. Finalmente, los valores obtenidos para cada una de las simulaciones corresponden, de igual manera que en capítulos anteriores, con los promedios de 40 realizaciones distintas.

Cuadro 5.4: Resumen de los valores obtenidos en la simulación de microlentes en la dirección de la Gran Nube de Magallanes para una edad del halo de 14 Gyr y diferentes modelos de IMF.

MICROLENTE EN LA DIRECCIÓN DE LA GRAN NUBE DE MAGALLANES						
Magnitud	Estándar			CSM1		
	17,5 ^{mag}	22,5 ^{mag}	27,5 ^{mag}	17,5 ^{mag}	22,5 ^{mag}	27,5 ^{mag}
$\langle N_{\text{WD}} \rangle$	0 ± 1	0 ± 1	0 ± 1	2 ± 4	1 ± 3	1 ± 2
$\langle m \rangle (M/M_{\odot})$	0.564	0.568	0.556	0.590	0.582	0.601
$\langle \mu \rangle ('' \text{ yr}^{-1})$	0.016	0.014	0.012	0.030	0.024	0.010
$\langle d \rangle (\text{kpc})$	3.09	3.14	5.05	1.53	2.12	6.19
$\langle V_{\text{tan}} \rangle (\text{km s}^{-1})$	235	207	285	222	243	291
$\langle \hat{t}_{\text{E}} \rangle (\text{d})$	61.3	75.8	89.3	36.3	52.6	70.8
$\langle \tau/\tau_0 \rangle$	0.101	0.079	0.102	0.209	0.230	0.177

Magnitud	CSM2			AL		
	17,5 ^{mag}	22,5 ^{mag}	27,5 ^{mag}	17,5 ^{mag}	22,5 ^{mag}	27,5 ^{mag}
$\langle N_{\text{WD}} \rangle$	7 ± 3	6 ± 4	2 ± 2	5 ± 5	3 ± 3	1 ± 1
$\langle m \rangle (M/M_{\odot})$	0.598	0.613	0.595	0.622	0.636	0.614
$\langle \mu \rangle ('' \text{ yr}^{-1})$	0.093	0.035	0.021	0.035	0.030	0.012
$\langle d \rangle (\text{kpc})$	0.51	1.50	3.04	1.63	1.65	5.10
$\langle V_{\text{tan}} \rangle (\text{km s}^{-1})$	224	251	308	272	232	293
$\langle \hat{t}_{\text{E}} \rangle (\text{d})$	21.7	41.7	70.9	28.8	42.7	69.2
$\langle \tau/\tau_0 \rangle$	0.466	0.353	0.308	0.308	0.228	0.163

En la Tabla 5.4 mostramos un primer conjunto de resultados obtenidos. Hemos

analizado los valores medios de diversas variables en función de las diferentes IMFs estudiadas y para diversas magnitudes de corte. Dicha magnitud de corte obedece a que no se puede considerar como microlente una estrella que sea demasiado brillante. Como valores típicos hemos escogido $V = 17,5^{\text{mag}}$, que es el valor utilizado por Alcock et al. (2000), $V = 22,5^{\text{mag}}$ y un último valor de corte de $V = 27,5^{\text{mag}}$ para determinar la influencia de las enanas blancas más frías.

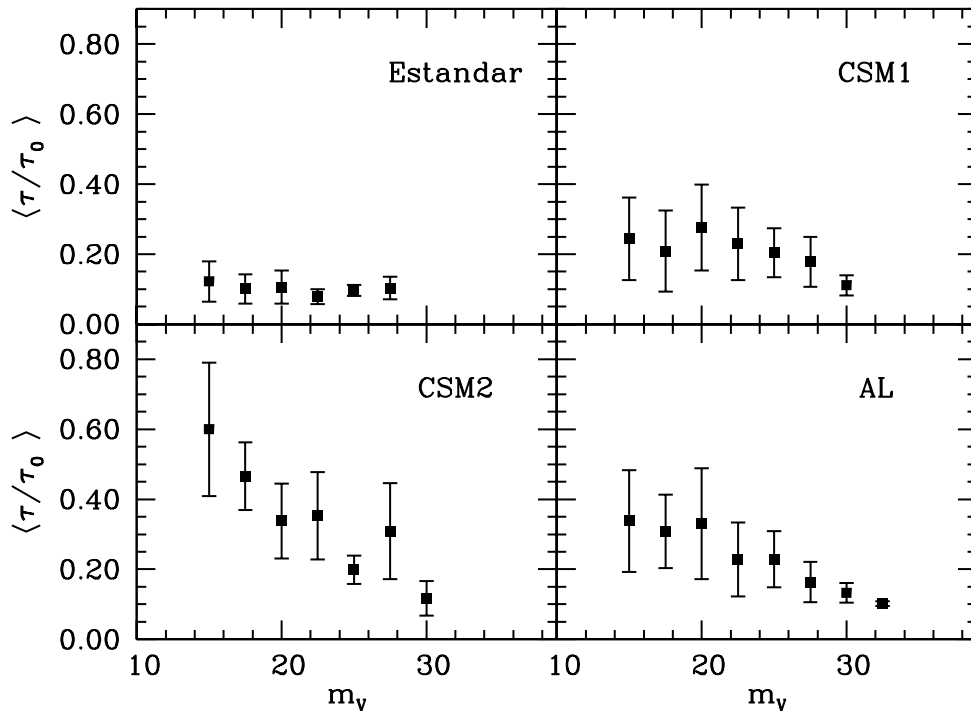


Figura 5.3: Profundidad óptica en función de la magnitud visual aparente de corte de los microlentes.

Del análisis de los resultados de la Tabla 5.4 podemos extraer diversas conclusiones. En primer lugar, y si atendemos a la magnitud de corte, $V = 17,5^{\text{mag}}$, que correspondería con las observaciones de Alcock et al. (2000) vemos que el número de enanas blancas capaces de producir microlentes varía entre un mínimo de 0 ± 1 para la IMF estándar hasta un máximo de 7 ± 3 para la IMF CSM2. En cualquier caso, este número es inferior a los $13 \sim 17$ objetos detectados por el equipo MACHO. Por consiguiente, la contribución a la profundidad óptica de la población de enanas blancas del halo de la Vía Láctea sería de entre un 10 % y un 50 % de la observada, dependiendo de la IMF adoptada. Esto queda reflejado de forma gráfica en la Figura 5.3, donde hemos representado la razón entre la profundidad óptica obtenida a partir de nuestras simulaciones y la profundidad óptica obtenida por el equipo MA-

CHO, en función de la magnitud de corte. Como puede verse la profundidad óptica de microlentes gravitacionales no depende excesivamente de la magnitud de corte adoptada, lo que prueba que es un indicador robusto de la densidad de microlentes gravitacionales. Es significativo que con ninguna de las cuatro IMFs estudiadas en este trabajo se llega a reproducir el valor observado. Esto, a su vez, sugiere que además de la posible contribución proveniente de la población de enanas blancas se necesita otra contribución adicional. Dadas las masas involucradas (ver la Tabla 5.3) el candidato natural serían enanas rojas de la secuencia principal.

Por otro lado, en la Figura 5.4 hemos representado la distribución de microlentes en función del tiempo de paso del diámetro de Einstein, para los casos de una magnitud de corte de 17.5 (panel superior) y 27.5 (panel inferior). La línea punteada representa la distribución observacional. Como puede verse, los tiempos de paso son considerablemente menores para las muestras simuladas, independientemente de la IMF adoptada y de la magnitud de corte a partir de la cual se supone que una enana blanca puede proporcionar una microlente. Además, es significativo que los tiempos *medios* de paso del diámetro de Einstein son notablemente inferiores al valor observado (~ 76 días) para las tres IMFs no convencionales. En particular, se obtienen valores de 36.3, 21.7 y 28.8 días, para las IMFs CSM1, CSM2 y AL, respectivamente, lo que está más allá de una desviación estándar para los tres casos estudiados. Este hecho hace que la viabilidad de estas IMFs, que fueron propuestas precisamente para explicar los resultados de microlentes gravitacionales en la dirección de la Nube Grande de Magallanes, sea, como mínimo, cuestionable.

Otro de los resultados interesantes que pueden obtenerse del estudio de la Tabla 5.4 es el de la velocidad tangencial promedio de las enanas blancas que pueden actuar como microlentes gravitacionales. Como puede observarse todas ellas tienen velocidades promedio típicas del halo $V_{\text{tan}} \sim 220 \text{ km s}^{-1}$, no presentando ninguna variación significativa ni con la IMF ni con la magnitud de corte adoptadas, aunque, quizás la IMF estándar proporcione velocidades ligeramente más bajas. Por el contrario la distancia promedio a la que se encuentran las posibles microlentes si que depende significativamente de la IMF adoptada. Por ejemplo, puede observarse que la IMF estándar proporciona microlentes considerablemente más alejadas que las otras tres IMFs, unos 3.14 kpc, frente a los 2.12 kpc del caso CSM1, 1.50 kpc del caso CSM2 y 1.65 kp del caso AL. Como puede verse, conforme más extrema es la masa de corte de la IMF adoptada, más próximas se encuentran las microlentes gravitacionales. Esto se traslada de forma inmediata a los movimientos propios promedios, dado que las velocidades tangenciales no difieren excesivamente. Aunque dichos movimientos propios no son fácilmente medibles desde tierra, las futuras misiones astrométricas, de las cuales GAIA es el mejor representante permitirán, sin duda, determinar sin ambigüedades cuál de las IMFs es representativa de la población de enanas blancas del halo. En cualquier caso, dados los argumentos anteriormente expuestos, parece poco probable que las IMFs no convencionales permitan explicar de manera razonable las observaciones del equipo MACHO y, además, introducen hipótesis *ad hoc*

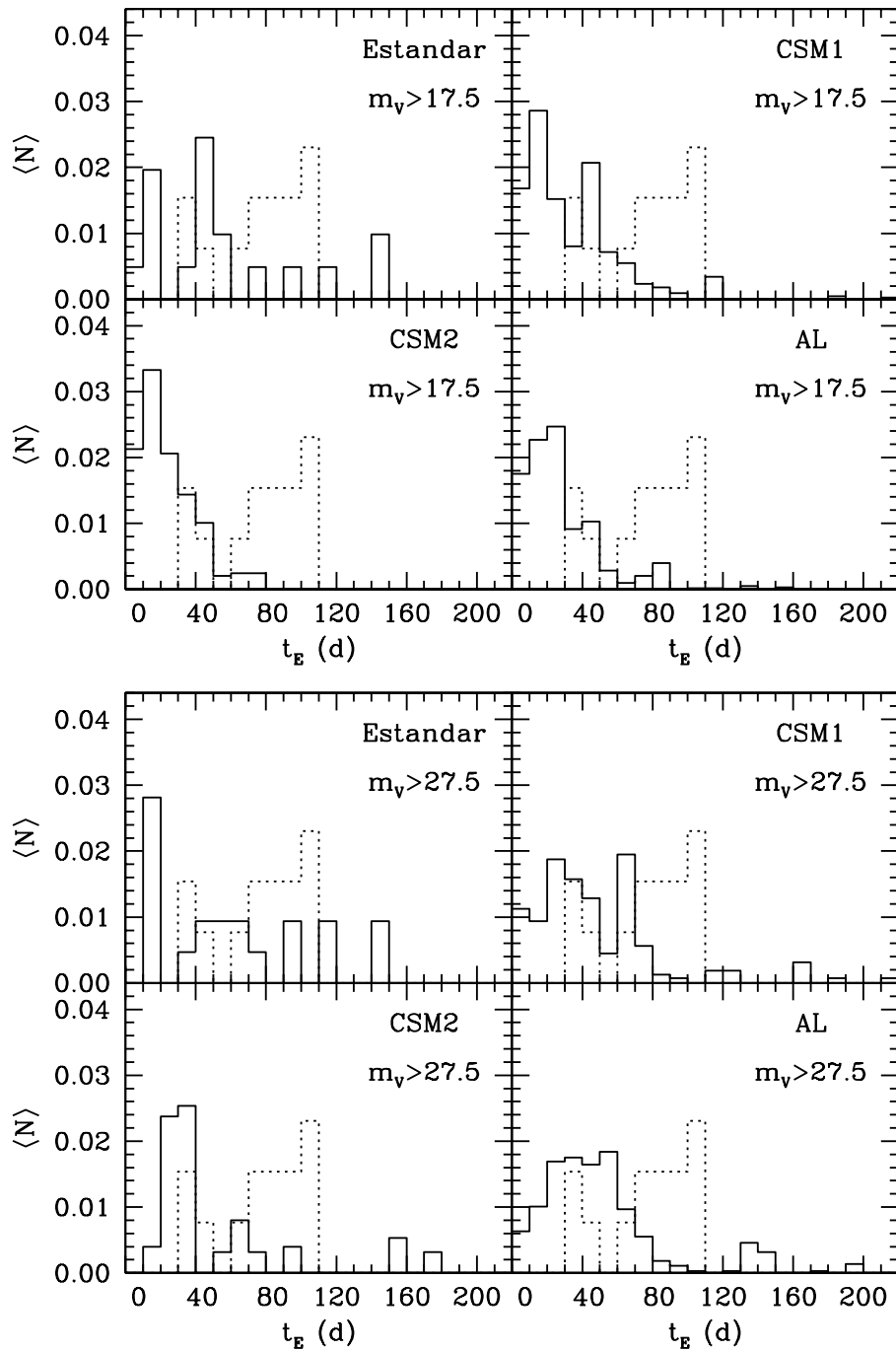


Figura 5.4: Distribución de microlentes en función del tiempo de paso del diámetro de Einstein para las diversas simulaciones Monte Carlo (línea continua) y los datos observacionales (línea punteada).

que no son fácilmente justificables desde el punto de vista conceptual.

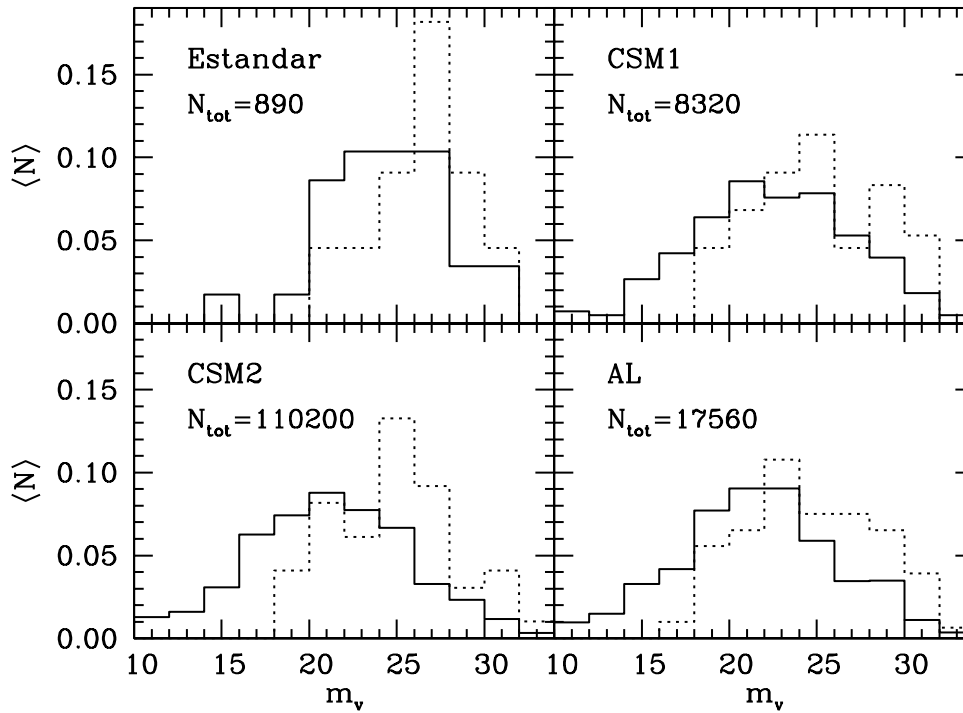


Figura 5.5: Distribución de enanas blancas en función de la magnitud visual aparente en la dirección de la Nube Grande de Magallanes.

Finalmente, las distribuciones de masa de las microlentes, como cabía esperar, difieren substancialmente según cual sea la IMF adoptada. Así para la IMF estándar obtenemos una masa promedio de $0.56 M_{\odot}$, para el caso CSM1 la masa promedio es ligeramente superior ($0.58 M_{\odot}$), mientras que para el caso CSM2 y AL las diferencias son superiores ($0.61 M_{\odot}$ y $0.64 M_{\odot}$, respectivamente), lo cual es un reflejo de los distintos valores de la masa de corte adoptados.

Por otra parte, en la Figura 5.5 presentamos las distribuciones de las microlentes gravitacionales (línea a trazos) y de todas las enanas blancas (línea continua) en función de la magnitud visual aparente. Las distribuciones son frecuenciales, y el número total de objetos en la muestra está indicado en cada uno de los paneles. Como puede verse en la Figura 5.5 la mayor parte de las enanas blancas simuladas tienen magnitudes aparentes menores que 25^{mag} por lo que la magnitud de corte adoptada sólo juega un papel en el caso en que ésta adopta el valor más bajo ($V = 27,5^{\text{mag}}$). De igual modo, observamos que las distintas distribuciones resultan independientes de la IMF adoptada, por lo que refuerza el resultado anteriormente expresado de que la profundidad óptica de microlentes gravitacionales es un indicador robusto de la

densidad de tales objetos.

Cuadro 5.5: Resumen de los valores obtenidos en la simulación de microlentes en la dirección de la Gran Nube de Magallanes para diferentes edades del halo, según los distintos modelos de IMF y para una magnitud de corte $V = 17,5^{\text{mag}}$.

MICROLENTE EN LA DIRECCIÓN DE LA GRAN NUBE DE MAGALLANES

Edad	Estándar			CSM1		
	12 Gyr	14 Gyr	16 Gyr	12 Gyr	14 Gyr	16 Gyr
$\langle N_{\text{WD}} \rangle$	0 ± 1	0 ± 1	0 ± 1	1 ± 3	2 ± 4	2 ± 4
$\langle m \rangle (M/M_{\odot})$	0.600	0.565	0.564	0.588	0.590	0.586
$\langle \mu \rangle ('' \text{ yr}^{-1})$	0.029	0.016	0.022	0.032	0.030	0.028
$\langle d \rangle (\text{kpc})$	1.19	3.09	2.55	1.59	1.53	1.78
$\langle V_{\text{tan}} \rangle (\text{km s}^{-1})$	260	235	274	243	222	238
$\langle \hat{t}_{\text{E}} \rangle (\text{d})$	55.3	61.4	44.3	37.9	36.3	33.5
$\langle \tau/\tau_0 \rangle$	0.110	0.101	0.090	0.178	0.209	0.196

Edad	CSM2			AL		
	12 Gyr	14 Gyr	16 Gyr	12 Gyr	14 Gyr	16 Gyr
$\langle N_{\text{WD}} \rangle$	8 ± 3	7 ± 3	7 ± 3	5 ± 5	5 ± 5	3 ± 3
$\langle m \rangle (M/M_{\odot})$	0.620	0.598	0.589	0.642	0.622	0.650
$\langle \mu \rangle ('' \text{ yr}^{-1})$	0.039	0.093	0.041	0.043	0.035	0.026
$\langle d \rangle (\text{kpc})$	1.24	0.51	1.04	1.07	1.63	1.66
$\langle V_{\text{tan}} \rangle (\text{km s}^{-1})$	230	224	202	219	272	203
$\langle \hat{t}_{\text{E}} \rangle (\text{d})$	27.0	21.7	20.9	38.1	28.8	48.4
$\langle \tau/\tau_0 \rangle$	0.491	0.466	0.415	0.323	0.308	0.310

Por último, y para concluir esta sección, hemos analizado el conjunto de propiedades de la población de enanas blancas en la dirección de la Gran Nube de Magallanes en función de la edad del halo. Para ello hemos realizado un estudio para las edades de 12, 14, y 16 Gyr, y adoptando una misma magnitud de corte de $V = 17,5^{\text{mag}}$. Los resultados obtenidos quedan expresados en la Tabla 5.5. Tal y como observamos no existen diferencias substanciales según la edad del halo. Las diferencias entre los distintos valores se encuentran dentro del rango de errores. En consecuencia, nos remitimos a los resultados previamente comentados de la Tabla 5.4, subrayando una vez más la solidez de la estimación de la densidad de microlentes, independientemente del modelo o de la edad del halo escogida.

5.4. Enanas blancas en el Hubble Deep Field

Las imágenes ópticas de mayor profundidad realizadas hasta la fecha se han conseguido gracias a las observaciones del *Hubble Deep Field* (HDF), obtenidas por el Telescopio Espacial Hubble. Pese a que el Hubble Deep Field cubre un área del cielo relativamente pequeña, unos 4.4 arc-min^2 , resulta de una gran profundidad, alcanzado hasta magnitudes $V \sim 28$, por lo que el volumen en estudio de objetos galácticos débiles es considerable. Estos resultados complementan los realizados por el equipo MACHO pues aportan valiosa información sobre la contribución de objetos tales como las enanas blancas del halo a la densidad total de materia del halo y la fracción que ésta representa de la materia oscura de la Galaxia. No obstante, los análisis realizados hasta la fecha, un resumen de los cuales mostramos en la Tabla 5.5, no son en modo alguno concluyentes.

Cuadro 5.6: Resumen de los resultados obtenidos por el HDF, donde indicamos los autores, los criterios de selección y el número de objetos hallados.

RESULTADOS DEL HDF		
Autores	Criterios de selección	N_{Obj}
Flynn et al. (1996)	$\begin{cases} 24,63 < I < 26,30 \\ V - I > 1,8 \end{cases}$	< 3
Méndez et al. (1996)	$\begin{cases} 25 \leq V \leq 30 \\ -0,5 < B - V < 0,5 \\ 0 < V - I < 1,2 \end{cases}$	~ 6
Ibata et al. (1999)	$\begin{cases} 27 < V < 28 \\ -0,2 < V - I < 1,0 \end{cases}$	4

Flynn et al. (1996) el llamado HDF norte utilizando una técnica de detección que permite distinguir entre galaxias y estrella hasta un magnitud de $I = 26$, no lograron observar ningún objeto en el rango de magnitudes y colores que pudiera corresponderse con enanas blancas de la población del halo. No obstante, estos autores argumentaron que el hecho de no observar ningún objeto con $V - I > 1,8$ implica un límite superior de 3 objetos, siendo razonable descartar cualquier modelo teórico que prediga un número mayor. Por otra parte, el análisis de los resultados efectuado por Méndez et al. (1996) para el HDF norte propone la existencia de 6 objetos débiles azules, pese a que se encuentran en un rango de colores, $V \geq 25$, $-0,5 < B - V < 0,5$ y $0 < V - I < 1,2$, en el que la posible confusión con galaxias no resueltas hace que resulte difícil poder catalogar tales objetos como enanas blancas del halo. Por último, el análisis más plausible de las observaciones del HDF norte es el propuesto por Ibata et al. (1999). Estos autores determinaron los movimientos

propios de los objetos analizados en un periodo de 2 años mediante dos observaciones del mismo campo. De esta manera es posible conseguir una clara distinción entre objetos estelares y galaxias, puesto que cualquier objeto con un movimiento propio significativo no puede ser muy distante. El número máximo de objetos, posibles candidatos a enanas blancas del halo, determinados de esta forma, es en el mejor de los casos, de 4. No obstante, hasta la fecha no se ha podido confirmar de forma espectroscópica que estos objetos sean realmente enanas blancas y, además, existen serias dudas de que efectivamente estos objetos sean estelares, aunque en un caso si que se trata de un redescubrimiento de una enana blanca conocida, y de los movimientos propios sean reales y no artefactos de la calibración.

La interpretación de estos resultados no es en modo alguno trivial, pues aparte de la necesidad de esclarecer si los objetos hallados pertenecen o no a la población de enanas blancas del halo también está el hecho de analizar con rigor cuál es la contribución de tales objetos a la densidad total de materia oscura de la Galaxia. A este respecto hemos estudiado a partir de nuestras simulaciones Monte Carlo cuál sería el número de enanas blancas que cabría esperar en un determinado rango de magnitudes y colores, así como la dependencia de tales valores de la IMF escogida y la fracción de materia oscura compuesta por enanas blancas del halo.

En primer lugar, la fracción, f , del halo de materia oscura que representan estos objetos se relaciona con la densidad numérica, n , mediante la siguiente expresión

$$n = \frac{f\rho_0}{M} \quad (5.13)$$

donde ρ_0 es la densidad de materia oscura del halo y M la masa individual de los objetos en cuestión. Por otra parte, el número esperado de objetos de la muestra, N_{esp} , viene dado por: $N_{\text{esp}} = nv_{\text{ef}}$, donde v_{ef} es el volumen efectivo de la muestra. Para una región del cielo de área Ω y en una distancia d tenemos que el volumen efectivo es

$$v_{\text{ef}} = \epsilon \frac{1}{3} \Omega d^3 \quad (5.14)$$

donde ϵ es el coeficiente de completitud de la muestra. La distancia d , a su vez, la podemos expresar en función de la magnitud aparente de corte, m_V , y de la magnitud absoluta M_V del objeto más débil de la muestra, mediante la expresión:

$$\log d = 0,2(m_V - M_V + 5) \quad (5.15)$$

Finalmente, a partir de las expresiones anteriores podemos hallar la fracción de materia oscura

$$f = \frac{3N_{\text{esp}}M}{\epsilon\Omega\rho_0} 10^{-0,6(m_V - M_V + 5)} \quad (5.16)$$

En nuestras simulaciones hemos generado una población de estrellas del halo en la dirección del HDF, ($l = 125,89^\circ$, $b = +54,83^\circ$), cubriendo un área del cielo $\Omega = 4,4 \text{ arc min}^2$ y siguiendo el modelo de esfera isoterma. Este modelo es el mismo

que hemos utilizado para la población del halo luminoso y descrito en la Sección 5.1.1. En esta región del cielo hemos analizado cuantas enanas blancas cabe esperar con $27 < V < 28,5$, e índice de color comprendido entre $0,2 < V - I < 1,0$. Para este rango de magnitudes la completitud de la muestra según Ibata et al. (1999) es de $\epsilon = 0,42$. Por último, hemos tomado un valor de la materia oscura del halo (origen bariónico + no bariónico) de $\rho_0 = 1,4 \cdot 10^{-2} M_{\odot}/\text{pc}^3$ para un modelo estándar tal y como hemos visto en la Sección 5.2.2.

Cuadro 5.7: Resumen de los resultados obtenidos para las diferentes IMFs según nuestra simulación Monte Carlo

SIMULACIÓN MONTE CARLO DEL HDF					
IMF	N_{esp}	d (kpc)	M_V	μ (mas yr ⁻¹)	f
Estándar	2 ± 2	2.2	16.8	26.2	0.16
CSM1	4 ± 4	2.2	16.8	29.4	0.32
CSM2	30 ± 6	2.1	16.9	34.4	2.70
AL	3 ± 3	2.1	16.8	32.3	0.24

En la Tabla 5.6 mostramos un resumen de los principales resultados obtenidos mediante nuestras simulaciones con los valores anteriormente expuestos. Para cada una de las IMFs propuestas hemos determinado el número de enanas blancas esperadas junto con su desviación típica, N_{esp} , la magnitud absoluta más débil de la muestra, M_V , la distancia promedio del volumen efectivo de la muestra, d , el movimiento propio medio, μ , y la fracción de materia oscura, f , dada por la expresión 5.16. Por su parte en la Figura 5.6 se presentan los resultados de una simulación Monte Carlo típica, para los cuatro casos estudiados en el presente trabajo.

De los resultados obtenidos podemos extraer diversas conclusiones. En primer lugar observamos que el número de objetos esperados varía entre 2 y 4 para las diferentes IMFs, salvo para la CSM2 cuyo valor es un orden de magnitud superior. Resulta interesante comparar estos resultados con el número de objetos que cabría esperar si la totalidad de la materia oscura de la Galaxia estuviera compuesta por enanas blancas. Este número varía típicamente entre 9 y 12 objetos dentro del rango de magnitudes y colores utilizado. En consecuencia, un número esperado de 30 enanas blancas, o en su caso el límite inferior de 24, resulta claramente excesivo, puesto que implica que la población de enanas blancas contribuye a la fracción total de materia oscura de la Galaxia con un valor superior a 1, razón evidente por la que el modelo de IMF CSM2 se nos presenta como poco realista. Por su parte, el caso CSM1 también está en contradicción con los resultados de Flynn et al. (1996) que dan una cota máxima de 3 objetos en el HDF norte, mientras que el caso AL es marginalmente compatible con las observaciones. En consecuencia, el único modelo que permite

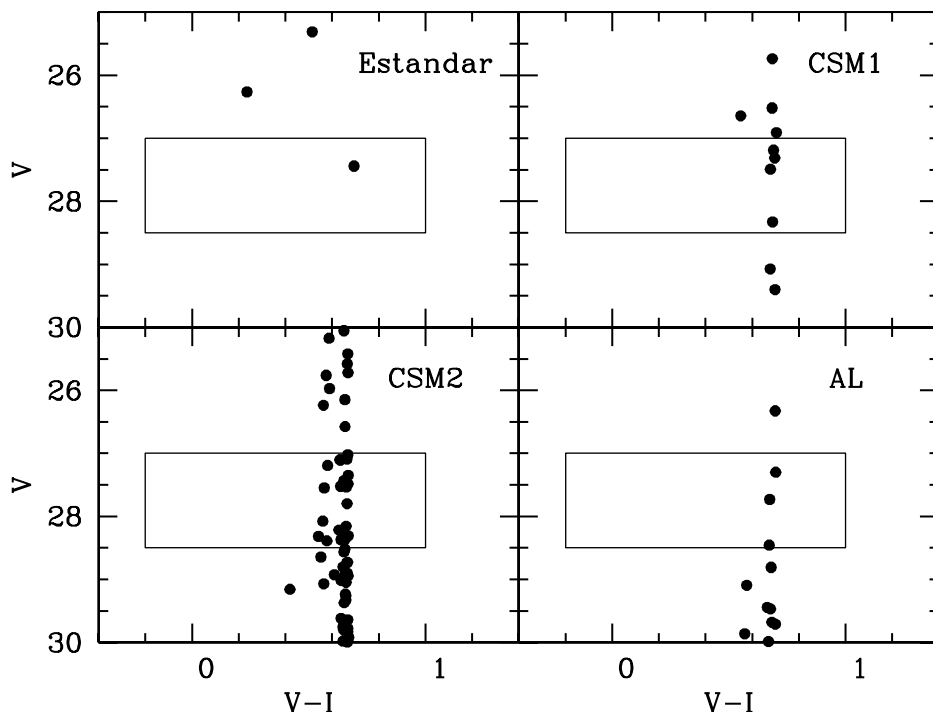


Figura 5.6: Simulación Monte Carlo típica del HDF.

reproducir razonablemente las restricciones de Flynn et al. (1996) es el caso en que se adopte la IMF estándar.

En segundo lugar, el volumen efectivo de la muestra resulta independiente del modelo de IMF escogido. La magnitud absoluta de las enanas blancas más débiles de la muestra es de $16,8^{\text{mag}}$ — valor que coincide con el utilizado por Hansen (1998) y Richer et al. (2000) de 17^{mag} — por lo que para nuestra magnitud de corte utilizada, $m_V = 28,5$, presentan un módulo de distancia de $11,7^{\text{mag}}$ y un radio del volumen efectivo de 2.2 kpc. Estos valores apenas presentan variaciones significativas para las diferentes IMFs estudiadas por lo que únicamente dependen de la edad del halo. De manera similar, el movimiento propio medio de las enanas blancas del HDF resulta del orden de $\sim 30 \text{ mas yr}^{-1}$ con una desviación típica de 15 mas yr^{-1} . Estos valores coinciden en buena medida con los valores observados por Ibata et al. (1999) de $24 \pm 10 \text{ mas yr}^{-1}$, por lo que si se confirman como enanas blancas los 4 objetos detectados en dicha muestra, la contribución de la población de enanas blancas a la materia oscura de la Galaxia sería del orden del 30%. No obstante, a partir de la comparación con los resultados observacionales no resulta posible discernir por el momento entre las diferentes IMFs propuestas, aunque si parece claro que puede descartarse el caso evidente anteriormente mencionado de la CSM2, puesto

que presentan un rango de valores bastante similar.

Por último, cabe señalar con respecto a las observaciones de Flynn et al. (1996) y Méndez et al. (1996) que el número de enanas blancas esperadas utilizando sus respectivos criterios de selección es cero en el primer caso y 1 ± 1 enanas blancas en el segundo. Estos resultados son independientes de la IMF utilizada por lo que parece evidente que los 6 objetos observados por Méndez et al. (1996) en este rango de valores estén lejos de tratarse de enanas blancas del halo.

