3.3 Función de masa inicial

La conclusión principal de nuestro estudio de la función de luminosidad estelar general en la Vecindad Solar es que, mientras que la luz de la Galaxia está dominada por las estrellas de alta masa, las estrellas débiles y de baja masa son tan abundantes en los discos galácticos que dominan su masa. Los modelos de evolución estelar nos dicen que las estrellas de baja masa viven más tiempo que las de alta masa, un efecto que seguramente juega un papel importante en estos resultados. Sin embargo, esta diferencia en tiempos de vida no es suficiente para explicar la abundancia relativa observada de las estrellas masivas y de baja masa en la Vecindad Solar: es también necesario que nazcan más estrellas de baja masa. En esta sección, definiremos el concepto fundamental que permite medir las proporciones relativas de las estrellas de cada masa: **la función de masa inicial** (IMF por sus siglas en inglés).

Las estrellas nacen cuando una región densa de una nube de gas y polvo interestelar se colapsa debido a su propio peso. Las masas de estas regiones densas pueden variar, desde unas pocas masas solares, hasta varios cientos. En algún momento del proceso de colapso, esta región densa se fragmenta, de modo que en lugar de nacer una sola estrella muy masiva, nace un pequeño cúmulo de estrellas. Si el cúmulo es suficientemente masivo, contendrá estrellas bastante masivas, y otras de baja masa. La distribución de masas resultante (también conocida como *espectro de masas*) se describe usando el concepto de función de masa inicial.

3.3.1 Definiciones

La definición más sencilla de la función de masa inicial $\xi(\mathcal{M})$ es que mide el número dN de estrellas recién nacidas con masas entre $\mathcal{M}$ y $\mathcal{M} + d\mathcal{M}$:

$$dN = N_0\, \xi(\mathcal{M})\, d\mathcal{M}. \tag{3.23}$$

Donde N_0 es una constante de normalización. Hay dos maneras comunes de fijar el valor de esta constante. La integral

$$\int dN = \int N_0\, \xi(\mathcal{M})\, d\mathcal{M} = N_{\text{tot}} \tag{3.24}$$

es el número total N_{tot} de estrellas recién nacidas que hay en un brote de formación estelar. Si normalizamos la integral

$$\int \xi(\mathcal{M})\, d\mathcal{M} = 1, \tag{3.25}$$

entonces la constante N_0 vale

$$N_0 = N_{\text{tot}}$$

Una manera alternativa de normalizar la función de masa inicial es considerar que

$$\int \mathcal{M}\xi(\mathcal{M})d\mathcal{M} = 1\mathcal{M}_\odot \tag{3.26}$$

En este caso, la masa total en el cumulo es:

$$\mathcal{M}_{tot} = \int N_0\mathcal{M}\xi(\mathcal{M})d\mathcal{M} = N_0\int \mathcal{M}\xi(\mathcal{M})d\mathcal{M} = N_0 \times 1\mathcal{M}_\odot \tag{3.27}$$

de forma que $N_0 = 1$ es el número de masas solares en el brote.

Existe una forma alternativa (y quizas más apropiada dado que las masas estelares cubren más de 4 ordenes de magnitud, desde 0.1 hasta 100 $\mathcal{M}_\odot$) de definir la IMF que usa una escala logarítmicas. En este caso, el mismo número dN de estrellas se expresa por unidad de intervalo logarítmico de masa:

$$dN = N_0\eta(\mathcal{M})d\log_{10}(\mathcal{M}). \tag{3.28}$$

Igualando las ecuaciones (3.23) y (3.29), podemos ver que

$$\xi(\mathcal{M}) = \frac{1}{\ln 10}\frac{\nu(\mathcal{M})}{\mathcal{M}} \tag{3.29}$$

3.3.2 Función de luminosidad inicial

En la sección 3.2, definimos la función de luminosidad $\phi(L)$ que mide el número de estrellas por unidad de luminosidad (o de magnitud absoluta) en una región dada de nuestra o de otra galaxia. Podemos, en particular construir una función de luminosidad que tome en cuenta todos los tipos MK, pero esté restringida a las estrellas en la secuencia principal (i.e. eliminando las estrellas en las ramas gigantes). Al hacer eso, obtendríamos un comportamiento parecido al que vemos en la Figura 3.2 porque la mayoría de las estrellas en la vecindad Solar están en la secuencia principal. En particular, concluiríamos que las estrellas más abundantes son las estrellas de baja luminosidad (y, por lo tanto, de baja masa). Pero como ya mencionamos, este resultado se debe en parte al tiempo de vida corto de las estrellas más masivas en la secuencia principal. El número de estrellas masivas que vemos en este momento no corresponde al número total de estrellas masivas que han existido en la región estudiada, sino solamente a aquellas que nacieron suficientemente recientemente para seguir en la secuencia principal. Para tomar en cuenta este efecto, definimos la **función de luminosidad inicial** $\phi_0(L)$. Por definición, la función de luminosidad inicial corresponde a la función de luminosidad que mediríamos si todas las estrellas que nacieron en la region de la galaxia considerada aún estuvieran en la secuencia principal.

Consideremos dos casos sencillos. Primero veamos la situación de un cumulo globular (ver su diagrama HR en la Figura 2.11). Como ya discutimos, la secuencia principal solamente esta poblada hasta el *turn-off point*. Estrellas más luminosas (i.e. más masivas) que las que ocupan este punto ya salieron de la secuencia principal. En este caso, todas las estrellas menos luminosas que el turn-off point que nacieron en el cumulo globular siguen en la secuencia principal, y ninguna de las estrellas menos luminosas que el turn-off point sigue ahí. Si llamamos τ la edad del cumulo y τ_{MS} el tiempo de vida de las estrellas en la secuencia principal, la relación entre entre la función de luminosidad observada y la función de luminosidad inicial es:

$$\phi(L) = \begin{cases} \phi_0(L) & \text{para estrellas que cumplan } \tau_{MS} \geq \tau \\ 0 & \text{para estrellas que cumplan } \tau_{MS} \leq \tau \end{cases} \tag{3.30}$$

Esto nos dice, por un lado, que para las estrellas que aún están en la secuencia principal, la función de luminosidad observada nos da directamente la función de luminosidad inicial. Por otro lado, no tenemos ninguna información sobre la función de luminosidad de las estrellas más masivas.

Consideremos ahora el caso donde la formación estelar se dio de manera continua, con una tasa de formación estelar constante. Este caso es más semejante a la situación en la vecindad Solar. En este caso, la parte superior de la secuencia principal esta poblada (Figura 2.11) porque hay estrellas masivas que se formaron recientemente y que siguen en la secuencia principal. Sin embargo, estas estrellas solamente representan una parte de las estrellas masivas que nacieron a lo largo del tiempo, ya que aquellas que nacieron hace mucho tiempo ya murieron. Para establecer la relación entre $\phi(L)$ y $\phi_0(L)$ en este caso, es necesario de nuevo distinguir entre aquellas estrellas cuyos tiempo de vida en la secuencia principal es mayor que la edad del sistema, y aquellas que viven menos tiempo en la secuencia principal que la edad del sistema. En el caso de las primeras, todas las estrellas que nacieron a lo largo de la historia de la región considerada siguen en la secuencia principal, y estamos de nuevo en un caso donde $\phi(L) = \phi_0(L)$. Veamos a ahora lo que pasa con las estrellas cuyo tiempo de vida en la secuencia principal es menor que la edad del sistema. En nuestro caso de una tasa de formación estelar constante, el numero total de estrellas de este tipo que han nacido desde el nacimiento del sistema es $a\tau$, donde a es una constante proporcional a la tasa de formación estelar. Las estrellas que siguen en la secuencia principal son solamente aquellas que nacieron en los últimos τ_{MS} años (las que nacieron antes ya salieron de la secuencia principal) y su número es $a\tau_{MS}$. Así, solamente una fracción τ_{MS}/τ de las estrellas de este tipo que nacieron a lo largo de la vida del sistema siguen hoy en la secuencia principal. La relación entre la función de luminosidad observada y la función de luminosidad inicial en este caso es:

$$\phi(L) = \begin{cases} \phi_0(L) & \text{para estrellas que cumplan } \tau_{MS} \geq \tau \\ \dfrac{\tau}{\tau_{MS}}\phi_0(L) & \text{para estrellas que cumplan } \tau_{MS} \leq \tau \end{cases} \tag{3.31}$$

De la misma manera que con los cúmulos, la función de luminosidad observada es igual a la función de luminosidad inicial para estrellas cuyos tiempo de vida en la secuencia principal es mayor que la edad del sistema. Pero a diferencia de la situación con los cúmulos, en el caso de las estrellas que viven menos tiempo, la función de luminosidad observada nos permite determinar la función inicial, aplicando un factor correctivo.

En un caso general, es difícil reconstruir la función de luminosidad inicial a partir de la función de luminosidad observada, porque esto requiere conocer la historia de formación estelar de la región estudiada. Como vimos en la sección 2.7.2, esto solo se puede hacer usando modelo de síntesis de poblaciones estelares cuyos resultados tiende a no ser únicos en términos de las historias de formación estelar reconstruidas.

3.3.3 Determinación de la función de masa inicial

Vimos en la sección 2.2.5 que, para estrellas en la secuencia principal, existe una relación empírica muy estrecha en su masa y su luminosidad. Físicamente, esta relación se explica por la manera en que una estrella de masa (y composición química) dada se asienta en una cierta estructura de equilibrio en la secuencia principal que corresponde a una cierta tasa de quemado de hidrogeno. Esta relación masa-luminosidad implica que las estrellas con masa entre $\mathcal{M}$ y $M+d\mathcal{M}$ son aquellas que tienen luminosidades entre L y $L+dL$. En términos de la función de luminosidad inicial, el número de estrellas con luminosidad entre L y $L+dL$ es $dN = \phi_0(L)dL$, mientras que el número de estrellas con masas entre $\mathcal{M}$ y $M+d\mathcal{M}$ es $\xi(\mathcal{M})d\mathcal{M}$, donde $\xi(\mathcal{M})$ es la función de masa inicial. Igualando estos dos números, obtenemos la siguiente relación entre la función de masa inicial y la función de luminosidad inicial:

$$\xi(\mathcal{M}) = \phi_0(L)\frac{dL_0}{d\mathcal{M}} \tag{3.32}$$

Conociendo la relación $L_0 = L_0(\mathcal{M})$ entre la masa y la luminosidad de las estrellas en la secuencia principal, se puede reconstruir la función de masa inicial a partir de la función de luminosidad inicial. Esta relación masa-luminosidad es precisamente la que vimos en la sección 2.2.5.

3.3.4 La función inicial de masa de Salpeter

Una de las primeras determinaciones de la función de masa inicial fue hecho por el astrónomo estadounidense de origen Austriaco Edwin Salpeter, quien llego a la conclusión de que la función inicial de masa es una ley de potencias de la forma:

$$\xi(\mathcal{M}) \propto \mathcal{M}^{2.35} \tag{3.33}$$

Apropiadamente, este forma de la función inicial de masa se conocer como **IMF de Salpeter**. Hoy en día, sabemos que esta ley es valida solamente para masas mayores que 0.5 o 1 $\mathcal{M}_\odot$, pero sus consecuencias son importantes. Por ejemplo, predice correctamente el comportamiento observado en discos galácticos que la luz está dominado por las estrellas masivas y la masa por las estrellas de baja masa. Consideremos primero el caso de la masa. La masa total de una población estelar descrita por una IMF de Salpeter se puede escribir:

$$\mathcal{M}_{tot} \propto \int_0^{\infty} \mathcal{M}\xi(\mathcal{M})d\mathcal{M} \tag{3.34}$$

Si la función inicial de masa es una ley de potencias de indice α, esta expresión se puede reescribir como:

$$\mathcal{M}_{tot} \propto \int_0^{\infty} \mathcal{M}\mathcal{M}^{-\alpha}d\mathcal{M} \propto \int_0^{\infty} \mathcal{M}^{1-\alpha}d\mathcal{M} \tag{3.35}$$

Si $\alpha \neq 2$, obtenemos:

$$\mathcal{M}_{tot} \propto \mathcal{M}^{2-\alpha}\Big|_0^{\infty} \tag{3.36}$$

Esta expresión siempre diverge hasta el infinito, pero lo hace de manera distinta según el valor del indice α. Si $\alpha > 2$, la integral diverge en su limite inferior (es decir que $\mathcal{M}^{2-\alpha} \longrightarrow \infty$ cuando $\mathcal{M} \longrightarrow 0$) mientras que queda finita en su limite superior ($\mathcal{M}^{2-\alpha} \longrightarrow 0$ cuando $\mathcal{M} \longrightarrow \infty$). Esto implica que, en este caso, las estrellas que más contribuyen a la integral son las estrellas de masa baja. Exactamente lo contrario ocurre cuando $\alpha < 2$ de tal forma que, es este segundo caso, son las estrellas de alta masa las que dominan la masa total. En el caso de la IMF de Salpeter, el indice es -2.35 y son las estrellas de baja masa las que dominan la masa total, en acuerdo con el resultado que encontramos anteriormente.

Podemos, de la misma manera, determinar cuáles son las estrellas que dominan la luminosidad total en una población estelar descrita por la IMF de Salpeter. La luminosidad total se puede escribir:

$$\mathcal{M}_{tot} \propto \int_0^{\infty} L\xi(\mathcal{M})d\mathcal{M} \tag{3.37}$$

Suponiendo que $L \propto \mathcal{M}^4$ en todo el rango de masas considerado, y usando una ley de potencias para la función inicial de masa, obtenemos:

$$\mathcal{M}_{tot} \propto \int_0^{\infty} \mathcal{M}^4\mathcal{M}^{-\alpha}d\mathcal{M} \propto \mathcal{M}^{5-\alpha}\Big|_0^{\infty} \tag{3.38}$$

De la misma forma que antes, concluimos que la luminosidad total esta dominada por las estrellas de baja masa si $\alpha > 5$, y por las estrellas de alta masa si $\alpha < 5$. Con el indice de Salpeter, son las estrellas de alta masa las que dominan la luminosidad total, en acuerdo con las observaciones.

3.3.5 Determinaciones modernas

En la sección anterior, vimos que la IMF de Salpeter produce una masa total y una luminosidad total infinitas. Es evidente que esta función no puede describir la IMF en todo el rango de masas. En la actualidad, se usan sobre todos dos formas de la IMF que no tienen este problema. La primera es la **IMF de Kroupa** (Pavel Kroupa es un astrónomo de origen checo que labora en Alemania), que describe la función inicial de masa combinando tres leyes de potencias:

$$\xi(\mathcal{M}) \propto \begin{cases} \mathcal{M}^{-2.3} & \text{para estrellas con } \mathcal{M} \geq 1\mathcal{M}_\odot \\ \mathcal{M}^{-1.3} & \text{para estrellas con } 0.08\mathcal{M}_\odot \leq \mathcal{M} \leq 1\mathcal{M}_\odot \\ \mathcal{M}^{-0.3} & \text{para estrellas con } \mathcal{M} \leq 0.08\mathcal{M}_\odot \end{cases} \tag{3.39}$$

Notese que la masa total no diverge en este caso dado que $\alpha > 2$ en la parte de alta masa, pero $\alpha < 2$ en la parte de baja masa.

La segunda forma de la IMF que se utiliza mucho hoy en día es la que determino el astrónomo francés Gilles Chabrier y que, sin sorpresa, se conoce como la **IMF de Chabrier**. Es este caso, el comportamiento para estrellas con masas mayores que $1\mathcal{M}_\odot$ corresponde a la IMF de Salpeter, mientras que para masas menores, la IMF es una **función log-normal**. Por definición, una función log-normal es una función Gaussiana (que en ingles se conoce a menudo como una función normal) en sus el logaritmo:

$$f(\mathcal{M}) = A \exp\left(-\frac{(\log \mathcal{M} - log\mathcal{M}_0)^2}{2\sigma^2}\right) \tag{3.40}$$

La función log-normal que utilizo Chabrier para las estrellas de masas menores a 1 $\mathcal{M}_\odot$, corresponde a las constantes $\mathcal{M}_0 = 0.22\mathcal{M}_\odot$, y $\sigma = 0.57\mathcal{M}_\odot$. Es decir que la IMF de Chabrier es:

$$\xi(\mathcal{M}) \propto \begin{cases} \mathcal{M}^{-2.35} & \text{para estrellas con } \mathcal{M} \geq 1\mathcal{M}_\odot \\ \exp\left(-\frac{(\log \mathcal{M} - log\mathcal{M}_0)^2}{2\sigma^2}\right) & \text{con } \mathcal{M}_0 = 0.22\mathcal{M}_\odot, \text{ y } \sigma = 0.57\mathcal{M}_\odot \\ & \text{para estrellas con } \mathcal{M} \leq 1\mathcal{M}_\odot \end{cases} \tag{3.41}$$

Hay razones teóricas de pensar que una función log-normal seria una buena descripción de la IMF. Sin embargo, en la practica, las IMFs de Kroupa y Chabrier son muy parecidas, como lo muestra la Figura 3.4

3.3.6 Variabilidad de la IMF?

Existen diferentes determinaciones de la IMF. Parte del problema o dificultad para determinarla es que nuestras muestras siempre son finitas, y no están exentas de error. Frecuentemente estamos restringidos a diferentes regiones para

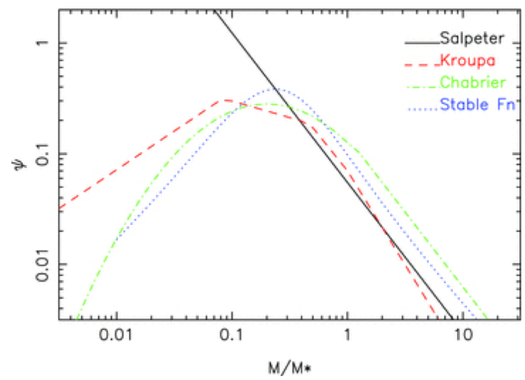

Fig. 3.4. Comparación entre las IMFs de Salpeter, Kroupa y Chabrier.

determinar diferentes intervalos de masa. Tan solo en la vecindad Solar, por ejemplo, determinar la IMF para masas muy bajas implica observar a regiones muy cercanas al Sol, mientras que para masas altas, debemos irnos a regiones muy lejanas, o específicamente, a regiones de formación estelar.

En parte debido a esto, hay un gran debate actualmente sobre si la IMF es una función universal o si cambia dependiendo de las condiciones físicas en las que nuevas estrellas nacen. Por ejemplo, y para tomar un caso extremo, uno puede preguntarse si la función de masa inicial es la misma hoy y justo después del Big Bang, cuando la metalicidad era extremadamente baja. Muchos astrónomos piensan que la respuesta es no, y que la IMF de las estrellas de población 3 es muy distinta a la IMF de estrellas de población 1. Específicamente, piensan que en el caso de las estrellas de población 3, las estrellas de alta masa eran en comparación mucho más abundantes.

3.4 Conclusiones

En este capitulo, vimos como recuentos estelares permiten determinar la densidad de estrellas, así como la abundancia relativa de estrellas de diferentes luminosidades (i.e. los recuentos permiten determinar la función de luminosidad estelar). A partir de la función de luminosidad observada, podemos reconstruir la función de luminosidad inicial, y finalmente la función de masa inicial (IMF). Estos trabajos demuestran que en un brote de formación estelar, se forman más estrellas de baja masa que estrellas de alta masa, en un proporción descrita por las IMFs de Kroupa y Chabrier. Esto implica que en cualquier entorno, las estrellas más abundantes (y las que dominan la masa) son las estrellas poco luminosas.