

Part I

Introducción

1

Enanas marrones y objetos más allá del límite de combustión de deuterio

A long time ago, in a galaxy far, far away...

Star Wars: A New Hope

Han sido numerosos los estudios teóricos y observacionales dedicados a esclarecer la existencia de objetos con masas intermedias entre la de las estrellas y la de los planetas. Hace más de cuarenta años, Kumar (1963) y Hayashi & Nakano (1963) propusieron que la fusión termonuclear estable del isótopo más ligero de hidrógeno en un núcleo estelar no tendría lugar por debajo de una cierta masa, a partir de la que la presión de degeneración electrónica compensaría el colapso gravitacional para mantener el equilibrio hidrostático. Este tipo de objetos fueron bautizados por Tarter (1976) con el término *brown dwarfs* (*enanas marrones* en español¹). Las enanas marrones, junto con los exoplanetas gigantes, cuya masa es insuficiente incluso para la combustión estable de deuterio, son los dos tipos de objetos subestelares.

Los esfuerzos observacionales para detectar estos cuerpos tardaron más de un cuarto de siglo en dar sus frutos. En el mismo año en que se descubrió el primer exoplaneta gigante en el vecindario solar por el método de velocidad radial, 51 Pegasi b (Mayor & Queloz 1995), las enanas marrones se dieron a conocer en el zoológico de la fauna cósmica: Teide 1 en el cúmulo de las Pléyades (Rebolo et al. 1995) y GJ 229B orbitando a unas 45 AU de una estrella M2 (Nakajima et al. 1995). A pesar de su reciente descubrimiento, la lista de candidatos a objetos subestelares ya es casi de medio millar, creciendo mes a mes.

Se han utilizado los términos anglosajones *free-floating planets*, *isolated planetary-mass objects* (IPMOs), *planemos* o *cluster planets* para denominar a los objetos de masa planetaria que se encuentran aislados en cúmulos, desligados gravitatoriamente de cualquier estrella. Por otro lado, los candidatos a exoplaneta alrededor de estrellas (o enanas marrones) detectados mediante los métodos de velocidad radial, tránsito o microlente gravitatoria reciben el nombre de “planetas extrasolares gigantes” (*extrasolar giant planets*). En esta memoria se utilizarán indistintamente los términos exoplaneta gigante y objeto de masa

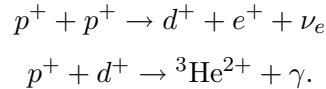
¹También: *enanas café* en español latinoamericano, *naines brunes* en francés, *nane brune* en italiano, *enanas cafetinhas* en portugués, *braune Zwerge* en alemán...

planetaria para designar a cuerpos con masas por debajo del límite de combustión de deuterio, independientemente de dónde se encuentren.

Las enanas marrones y los exoplanetas gigantes proporcionan una oportunidad única de extender la Física estelar a un nuevo dominio de masas y temperaturas. En esta memoria de Tesis se van a exponer algunos resultados de observaciones que buscan respuestas a cuestiones sobre su origen, sus propiedades y su evolución. A lo largo de este primer capítulo introductorio se presentarán algunas de las propiedades básicas que caracterizan a los objetos subestelares y a las enanas ultrafrías de tipos espectrales muy tardíos.

1.1 Propiedades físicas de los objetos subestelares

El límite superior en masa de las enanas marrones está claramente definido por la frontera con las estrellas². Para una composición química solar, el límite de masa subestelar está teóricamente establecido en unas 0.072 masas solares, o unas 75 masas de Júpiter ($1 M_{\odot} = 1047.56 \pm 0.08 M_{\text{Jup}}$). Básicamente, su baja masa las hace incapaces de alcanzar la suficiente presión y temperatura internas como para mantener procesos termonucleares de conversión de hidrógeno en helio (Chabrier & Baraffe 1997, 2000). En particular, se dan sólo dos reacciones de la cadena PPI cuando la temperatura central es del orden de unos pocos millones de kelvin:



El límite inferior del dominio de las enanas marrones no está tan claramente establecido y está sujeto a discusión. Algunos autores abogan por delimitar los dominios de las enanas marrones y de los exoplanetas gigantes atendiendo a mecanismos de formación distintos. Así, las enanas marrones se formarían de manera pseudo-estelar por la fragmentación y colapso de nubes moleculares frías, mientras que los exoplanetas gigantes lo harían en discos alrededor de estrellas. Sin embargo, este criterio tiene una muy difícil aplicación en la práctica, ya que estamos lejos de conocer en profundidad el complejo proceso de formación de objetos subestelares. Aquí se hará uso del punto de vista de la Física nuclear, adoptando una frontera entre las enanas marrones y los exoplanetas gigantes determinada por la masa mínima por la que un objeto autogravitante puede albergar reacciones estables de fusión de deuterio en su interior. Para la composición solar, tal límite está establecido en unas 13 M_{Jup} (Saumon et al. 1996; Chabrier & Baraffe 2000 – Figura 1.1).

El rango de temperaturas efectivas que se han medido en objetos subestelares varía entre los ~ 3000 K de los más jóvenes y masivos y los 750 ± 50 K de 2MASS J04151954–0935066, una enana marrón vieja a una decena de parsecs del Sol (Burgasser et al. 2003b; McLean et al. 2003). Por su baja temperatura superficial, los objetos subestelares emiten la mayor parte de su energía en forma de radiación infrarroja cercana y media ($1\text{--}10 \mu\text{m}$), con apenas emisión en el visible óptico. La clásica serie espectral O, B, A, F, G, K, M ha sido extendida para englobar cuerpos tan fríos con los nuevos tipos espectrales L y T (Martín

²Parte del contenido de esta Sección es muy similar a un artículo publicado por el doctorando en la Revista Española de Física (Caballero 2004), a su vez extraído con ligeras modificaciones del Capítulo 1 de la Memoria para la obtención del Diploma de Estudios Avanzados.

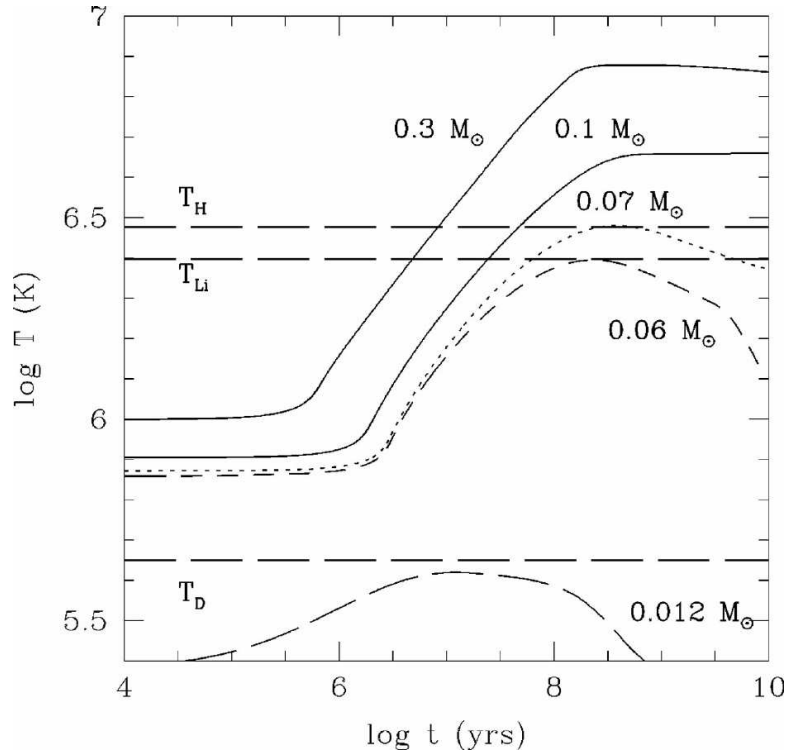


Figura 1.1: Temperatura central en función de la edad para diferentes masas. T_H , T_{Li} y T_D indican las temperaturas de combustión del hidrógeno, litio y deuterio, respectivamente (Chabrier & Baraffe 2000).

et al. 1999b; Kirkpatrick et al. 1999a; Burgasser et al. 2002a; Geballe et al. 2002). La clasificación espectral se realiza atendiendo a la intensidad de algunos rasgos en los espectros fotosféricos fácilmente identificables (líneas de absorción de elementos alcalinos, bandas de óxidos metálicos, vapor de agua o metano, pendiente del pseudocontinuo). Las enanas de tipos espectrales L y T del vecindario solar, una mezcla de estrellas de ultrabaja masa y enanas marrones de distintas edades, podrían ser más numerosas que las estrellas de tipos espectrales más tempranos que M.

Las enanas marrones más masivas comienzan su vida perteneciendo a los tipos espectrales M tardíos, con luminosidades entre cien y mil veces menores que la solar. En su evolución, se van enfriando, haciéndose menos luminosas y cambiando a tipos espectrales L, primero, y, después de unos miles de millones de años (10^9 años = gigaaños = Ga), a los tipos T. Incluso los exoplanetas gigantes tienen durante sus primeros millones de años (10^6 años = megaaños = Ma) tipos espectrales L tempranos³.

Los objetos subestelares evolucionados son en general completamente convectivos, aunque al envejecer, en las enanas marrones *más* masivas, se forma una capa radiativa, finísima en comparación con el radio del objeto, justo por debajo de la fotosfera (Burrows et al. 1997). Campos magnéticos muy intensos podrían también inhibir la convección (Stevenson

³A lo largo de toda esta memoria de Tesis se va a usar el símbolo “a” para denotar la unidad de medida “año”. Le Système International d’unités y la Unión Astronómica Internacional permiten el uso tanto de “yr” (y no “yrs”), del inglés *year*, como de “a”, del latín *annum*, pero recomiendan el uso del segundo.

1991; Mullan & MacDonald 2001). Su interior es esencialmente un plasma completamente ionizado de hidrógeno y helio, cuyos nucleones siguen una descripción clásica y el gas de electrones está casi completamente degenerado. El parámetro de degeneración, ψ , es una medida de cuán cerca de la degeneración completa se encuentra la materia en una capa isoterma. Se define como el cociente entre la temperatura de la capa T y la temperatura electrónica de Fermi T_F de la capa:

$$\psi = \frac{k_B T}{k_B T_F} = a T \left(\frac{\mu_e}{\rho} \right)^{2/3}, \quad (1.1)$$

donde k_B es la constante de Boltzman, ρ la densidad de la capa y $\mu_e^{-1} = \langle A \rangle / \langle Z \rangle$ es su masa molecular media electrónica. La constante de proporcionalidad a tiene un valor de $a \approx 3.314 \times 10^{-6}$ en unidades *c.g.s.* El límite $\psi \rightarrow \infty$ corresponde al límite clásico de Maxwell-Boltzman, mientras que la degeneración completa se da cuando $\psi \rightarrow 0$. En los interiores de los objetos subestelares, el parámetro de degeneración ψ varía entre 2 y 0.05, un poco por encima del límite de degeneración completa (Chabrier & Baraffe 2000). La densidad y temperatura centrales pueden variar entre $\rho_c \sim 10^6 \text{ kg m}^{-3}$ y $T_c \sim 3 \times 10^6 \text{ K}$ (una enana marrón de 5 Ga cerca del límite de combustión de hidrógeno) y $\rho_c \sim 10^4 \text{ kg m}^{-3}$ y $T_c \sim 10^4 \text{ K}$ (para un exoplaneta gigante joven con una masa del orden de la de Júpiter).

1.1.1 Evolución temporal de los parámetros físicos

Los objetos subestelares no son capaces de estabilizar su temperatura y se contraen, enfrían y apagan a la vez que envejecen. La mayoría de las enanas marrones y los exoplanetas gigantes aislados del vecindario solar podrían no haber sido descubiertos hasta ahora: al alcanzar una edad de unos pocos miles de millones de años se convierten en objetos débiles, de muy baja temperatura efectiva y del tamaño de Júpiter o un poco menor (alrededor de un décimo del tamaño del Sol: $1 R_{\text{Jup}} = 7.1492 \times 10^7 \text{ m}$; $1 R_{\odot} = 6.9599 \times 10^8 \text{ m}$), con luminosidades extraordinariamente bajas y difíciles de detectar con la tecnología actual. En la Fig 1.2 se ha representado la evolución de la luminosidad de estrellas de muy baja masa, enanas marrones y exoplanetas a partir de los modelos teóricos del Grupo de Arizona.

A la vez que disminuye el radio, aumenta la densidad y la gravedad superficial. La determinación de la gravedad a partir del estudio de sus espectros (por intensidad de líneas de absorción o por ajustes a modelos en todo el rango espectral observado) proporciona una idea de la edad del objeto. Las enanas marrones más viejas y masivas pueden llegar a alcanzar gravedades superficiales superiores a $\log g > 5$.

El ritmo con el que decrecen su temperatura, radio y luminosidad ha sido modelizado en varios trabajo teóricos (p.e., D'Antona & Mazzitelli 1994; Burrows et al. 1997; Baraffe et al. 1998, 2003; Chabrier et al. 2000; Wuchterl & Tscharnuter 2003) y su determinación empírica mediante la determinación de tripletes masa-edad-luminosidad está dando sus primeros pasos (Bouy et al. 2004; Zapatero Osorio et al. 2004; Close et al. 2005). Básicamente, la evolución de un objeto subestelar consiste en tres fases (Stevenson 1978):

1. **La fase de colapso.** Se corresponde con la típica traza vertical de Hayashi en un diagrama Hertzsprung-Russell. Se describe idealmente como la contracción adiabática de una esfera homogénea de gas de baja densidad. Sin embargo, se espera que la

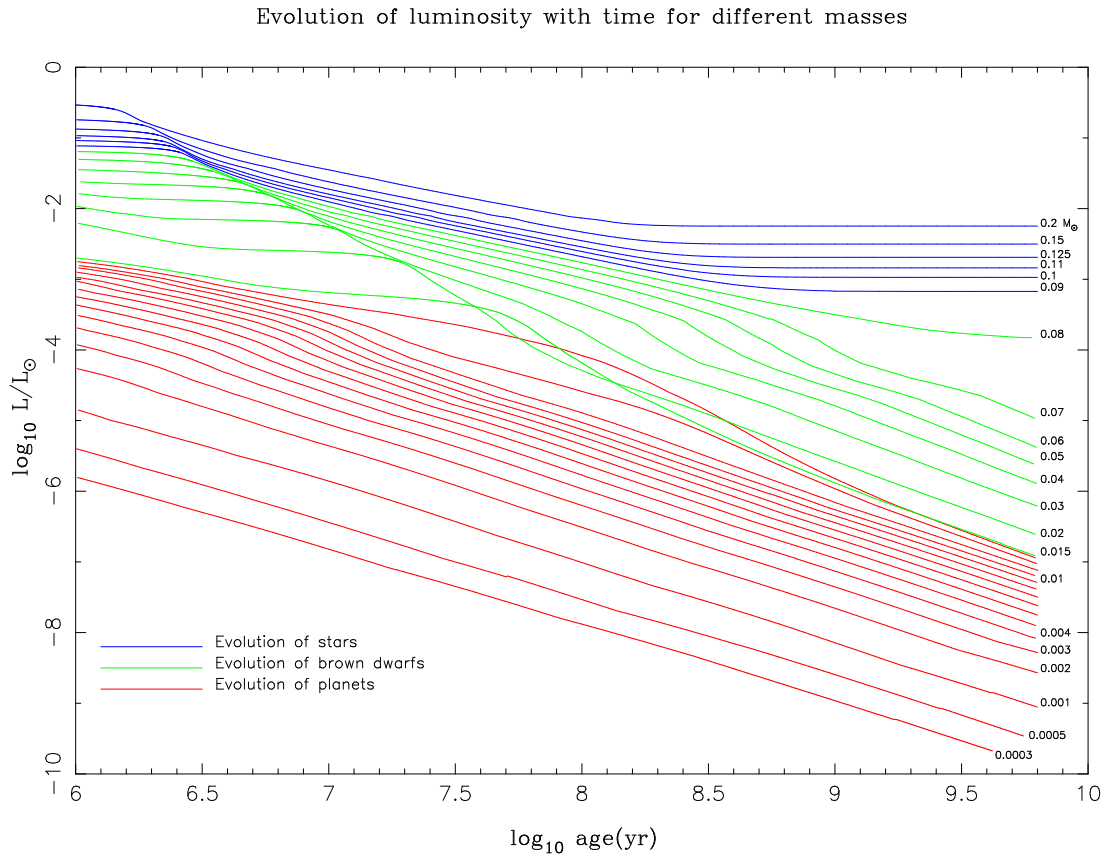


Figura 1.2: Evolución de la luminosidad (en $L_{\odot}$) de estrellas y objetos subestelares de metalicidad solar en función del tiempo a partir de su formación. Se muestran la evolución de las estrellas, enanas marrones y exoplanetas gigantes con líneas azules, verdes y rojas, respectivamente. Se han etiquetado las masas (en $M_{\odot}$) en la mayoría de las curvas. Las tres inferiores corresponden aproximadamente a objetos de la masa de Júpiter, de la mitad de la masa de éste y de la masa de Saturno (Burrows et al. 1997).

contracción del objeto central se vea afectada por la existencia de un disco de acreción, por la formación de un núcleo más denso de roca y hielo sobre el que se acumule el gas o por la existencia de un campo magnético. Los modelos teóricos poseen grandes imprecisiones en esta fase evolutiva más temprana, a la vez que las observaciones son difíciles, al intentar estudiar el colapso de un objeto similar a las estrellas T Tauri (u objetos de Clases 0 y I) y rodeado por una envoltura gaseosa.

2. **La combustión de deuterio.** Esta fase, paralela a la de enfriamiento degenerado, sólo se da en las enanas marrones. Se puede considerar como una “pseudosecuencia principal”, ya que durante esta etapa la luminosidad permanece constante o decrece más suavemente.
3. **Enfriamiento degenerado.** La luminosidad en la fase final de un objeto subestelar es proporcional al ritmo de cambio de sus energías interna y potencial gravitatoria. Grosso modo, su luminosidad se puede expresar como $L \sim t^{-5/4} M^{5/2} \kappa^{0.3}$. La dependencia con la opacidad del gas, κ , es relativamente débil (Stevenson 1991). Los modelos teóricos más avanzados han contrastado afirmativamente esta sencilla ley de enfriamiento. Es trivial darse cuenta de que los objetos subestelares más jóvenes y más masivos serán los más fáciles de detectar por su mayor luminosidad.

1.1.2 Atmósferas (realmente) frías

Hablando en escala de temperaturas efectivas, de acuerdo con Dahn et al. (2002) la transición entre las M tardías y las L tempranas se produce hacia 2300–2400 K, mientras que la transición L/T se da hacia 1300–1400 K. En una próxima Sección se propondrán nuevas T_{eff} de transición.

Las atmósferas de las enanas de tipo L, según se avanza en la secuencia espectral, se caracterizan por el debilitamiento progresivo y desaparición de las bandas de absorción de óxidos metálicos (TiO y VO, sobre todo), debido a su condensación en granos sólidos de polvo de especies refractarias (como la perovskita –CaTiO₃– y el corindón –Al₂O₃–). La intensidad de las bandas moleculares de los hidruros metálicos (CrH, FeH, CaH), que van sustituyendo a los óxidos, y del vapor de agua, crece a lo largo de la secuencia L. A su vez, la absorción de los metales alcalinos neutros (Na I, K I, Rb I, Cs I, Li I) en el óptico aumenta considerablemente al disminuir la temperatura efectiva. Por otro lado, al haber menos electrones donantes, las opacidades por iones H[–] y H₂[–] decrecen. Sin embargo, estas opacidades siguen siendo determinantes a la hora de deprimir el continuo, al igual que la absorción inducida por colisiones entre moléculas de H₂ y He. El polvo atmosférico oculta parte de los rasgos espectrales más débiles y el carbono se encuentra principalmente en forma de monóxido (Burrows & Sharp 1999; Kirkpatrick et al. 1999a; Martín et al. 1999b; Allard et al. 2001).

Disminuyendo aún más en temperatura, la secuencia de las enanas de tipo espectral T comienza con la aparición de las bandas de metano, y continúa con el fortalecimiento de las bandas de agua y de metano en el infrarrojo, especialmente en las bandas *H* y *K*, y la condensación de las especies alcalinas en forma de cloruros, que hará desaparecer en las

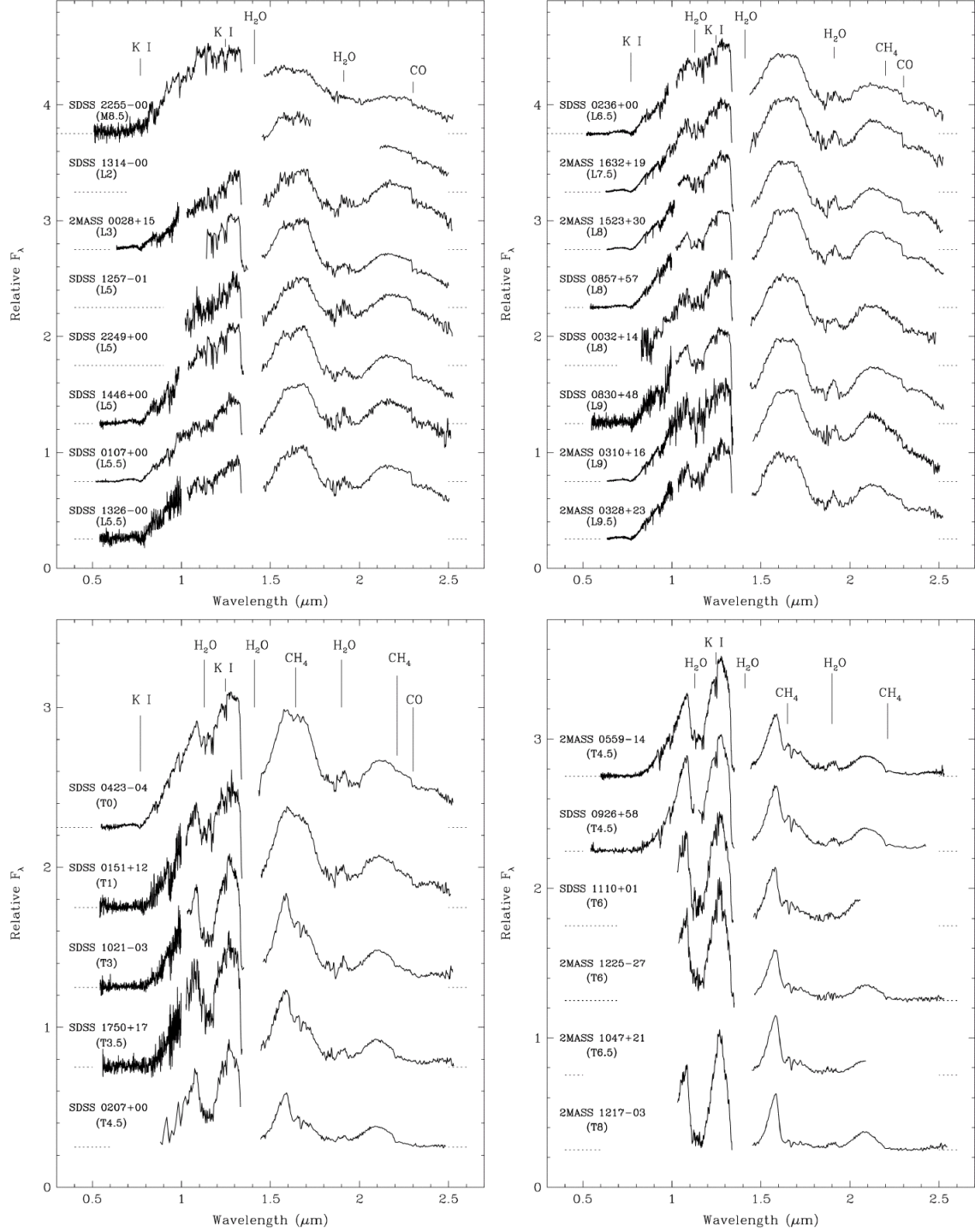


Figura 1.3: Espectros ópticos e infrarrojos de enanas con tipos espectrales L temprano (arriba, izquierda), L tardío (arriba, derecha), T temprano (abajo, izquierda) y T tardío (abajo, derecha) (Geballe et al. 2002).

enanas más frías el doblete de resonancia⁴ de Li I alrededor de 6707.8 Å (Burrows & Sharp 1999; Burgasser et al. 2002a; Geballe et al. 2002).

Los objetos con T_{eff} más bajas aún, de tipo espectral propuesto Y⁵ (cuyos primeros ejemplos aislados todavía no se han detectado, pero que los candidatos a exoplanetas gigantes detectados vía Doppler más alejados de sus estrellas podrían poseerlas) ya no tendrán nubes fotosféricas de metano, sino de vapor de agua y amoníaco principalmente.

La rica diversidad química presentada arriba puede estar sujeta a cambios significativos en las condiciones físicas de la atmósfera, que podrían provocar variaciones temporales y espaciales en la concentración de especies moleculares, sedimentación gravitatoria, formación de capas de nubes de polvo (por encima o debajo de la fotosfera) o apertura de agujeros en la cubierta nubosa (que permitirían que emergiese flujo adicional desde capas interiores más calientes). Estos fenómenos son especialmente importantes en la transición entre las enanas L y T y que podrían explicar la sobreluminosidad de las enanas T tempranas en la banda J (Ackerman & Marley 2000; Burgasser et al. 2002b).

La dinámica atmosférica esperada es la de convección turbulenta con intensos desplazamientos verticales de masa, controlada por la fuente interna de calor, proceso que es prácticamente una extensión del que se da en las estrellas más livianas. Sin embargo, en objetos fríos en los que los movimientos verticales no son tan importantes se desarrolla una dinámica de chorros zonales cuya intensidad varía latitudinalmente; es el balance geostrófico en el que las fuerzas de Coriolis cobran vital importancia, y cuyo ejemplo vemos en los planetas jovianos de nuestro Sistema Solar. Hay también una tercera posible dinámica atmosférica en objetos subestelares, la de los objetos del tipo 51 Peg b, exoplanetas gigantes en órbitas muy cercanas a la estrella parental y fuertemente irradiados, en los que se darían supervientos entre los hemisferios diurno y nocturno (Sánchez-Lavega 2001).

1.1.3 Test de litio

En los interiores estelares a $T_c \sim 2 \times 10^6$ K, los núcleos de ${}^7\text{Li}$ se destruyen por colisiones con protones (${}^7\text{Li}(p, \alpha){}^4\text{He}$). Se observa la desaparición rápida y casi completa de este isótopo en estrellas de baja masa, $1.0 \geq M \geq 0.1 M_\odot$. Es completamente destruido incluso durante las primeras etapas de la presecuencia principal, al cabo de unos pocos millones de años, ya que la convección es muy efectiva en este tipo de objetos y la temperatura central es relativamente grande. Sin embargo, los objetos por debajo de unas $0.05 M_\odot$ no son capaces de alcanzar una temperatura de combustión eficiente del ${}^7\text{Li}$. De acuerdo con los modelos de Chabrier et al. (2000), un objeto de $0.060 M_\odot$ de metalicidad y edad solares (5 Ga) habrá destruido todo su litio, mientras que otro de $0.050 M_\odot$ habrá conservado el 92.1% de su contenido en litio original. Ambas masas límite están por debajo de la masa mínima de combustión de hidrógeno (véase, por ejemplo, la Fig. 1.1). Al preservar gran parte del contenido primordial de litio, éste puede ser utilizado como un diagnóstico para confirmar su naturaleza subestelar si el ${}^7\text{Li}$ es detectado espectroscópicamente; es el test de litio (Rebolo et al. 1992, 1996 y las referencias citadas en estas publicaciones; Magazzù et al. 1993; Martín et al. 1994, 1998a, 1999b).

⁴Hay otras dos líneas importantes asociadas al litio, más difíciles de detectar en los espectros, en 6103 y 8126 Å.

⁵*Oh, Be A Fine Girl, Kiss My Lips Tonight Y...*

El test de litio se ha aplicado con éxito a objetos subestelares de la edad o más viejos que las Pléyades (~ 125 Ma), ya que todas las estrellas a esas edades han destruido prácticamente todo su litio. Sin embargo, la búsqueda de litio se ha realizado también en cúmulos más jóvenes (como σ Orionis, 2–4 Ma: Zapatero Osorio et al. 2002a –Cap 2–). La detección de Li I $\lambda 6707.8$ Å en absorción también es un rasgo de juventud. Las estrellas que muestren esta característica espectral, especialmente con tipos K y M, serán más jóvenes de una decena de millones de años, ya que no habrán tenido tiempo suficiente para destruirlo. Por tanto, la ausencia de litio en un candidato fotométrico de tipo tardío a miembro joven lo descarta. No se espera que las estrellas de tipos espectrales OBA (con edades ≥ 30 Ma) lo muestren, ya que a sus temperaturas efectivas el litio se encuentra ionizado.

No es sencillo determinar la temperatura (tipo espectral) por debajo de la que todo objeto será siempre subestelar. A la misma edad que en el ejemplo anterior (5 Ga) y utilizando los mismos modelos (Dusty00), las T_{eff} de objetos de 0.075, 0.072 y 0.070 $M_{\odot}$ son de 1 998, 1 754 y 1 097 K, respectivamente. No hay evolución significativa de la abundancia de litio entre 5 y 10 Ga en el rango de masas considerado. Dada la imprecisión inherente en la determinación del límite subestelar de masa (0.072 ± 0.001 $M_{\odot}$) y el enorme rango de tipos espectrales cubierto en sólo aquellos 900 K, únicamente se puede afirmar a partir de los modelos que todas las enanas T intermedias y tardías, independientemente de su edad, son enanas marrones. El tipo espectral más probable para las estrellas de la secuencia principal de más baja masa y más viejas (y, por tanto, más frías) es $\sim L5$, pero con una indeterminación de varios subtipos espectrales. Es necesario realizar un detallado estudio estadístico de la presencia de Li I en los espectros de las enanas L del vecindario solar para resolver esta cuestión.

1.1.4 Una nueva aproximación a las enanas uLTrafrías

Las enanas ultrafrías son estrellas y objetos subestelares, incluyendo enanas marrones y exoplanetas gigantes, con tipos espectrales más tardíos que M6. La T_{eff} que corresponde a este tipo es $\sim 3\,000$ – $2\,800$ K, temperatura en la que empiezan a cobrar vital importancia las bandas de absorción. El tipo espectral propuesto es idéntico al escogido por Zapatero Osorio, Caballero & Béjar (2005), M6.0, y similar al de Gizis et al. (2000) y Reid & Cruz (2002), M6.5. El tipo espectral M5–6 es, además, el de las enanas marrones más masivas en cúmulos jóvenes de 1–10 Ma.

En esta sección se ha querido hacer un compendio de todas las enanas ultrafrías de campo con paralaje medida. A partir del conocimiento de su distancia, junto con medidas en distintos rangos espectrales, se puede derivar una gran cantidad de información acerca de sus propiedades físicas. En las Tablas 1.1 y 1.2 se muestran los nombres (abreviados), los tipos espectrales (a partir de espectros ópticos), las magnitudes bolométricas, las luminosidades y las temperaturas efectivas derivadas, las paralajes (en milisegundos de arco) y las magnitudes $I_C JHK_s$ de 37 enanas M y 59 enanas L y T, respectivamente, publicados en la bibliografía. Las fuentes de donde se han extraído todos los valores se indican en los pies de las tablas. Todos los datos fotométricos (excepto si se indica lo contrario) se dan en los sistemas de Cousins (I_C) y de 2MASS (JHK_s). Se proporcionan los errores siempre que están disponibles. Esta colección de datos de enanas de tipos espectrales M, L y T es de las más completas realizadas hasta ahora, y con ella se pueden estudiar las dependencias de

diferentes parámetros, como magnitudes absolutas, colores fotométricos o luminosidades.

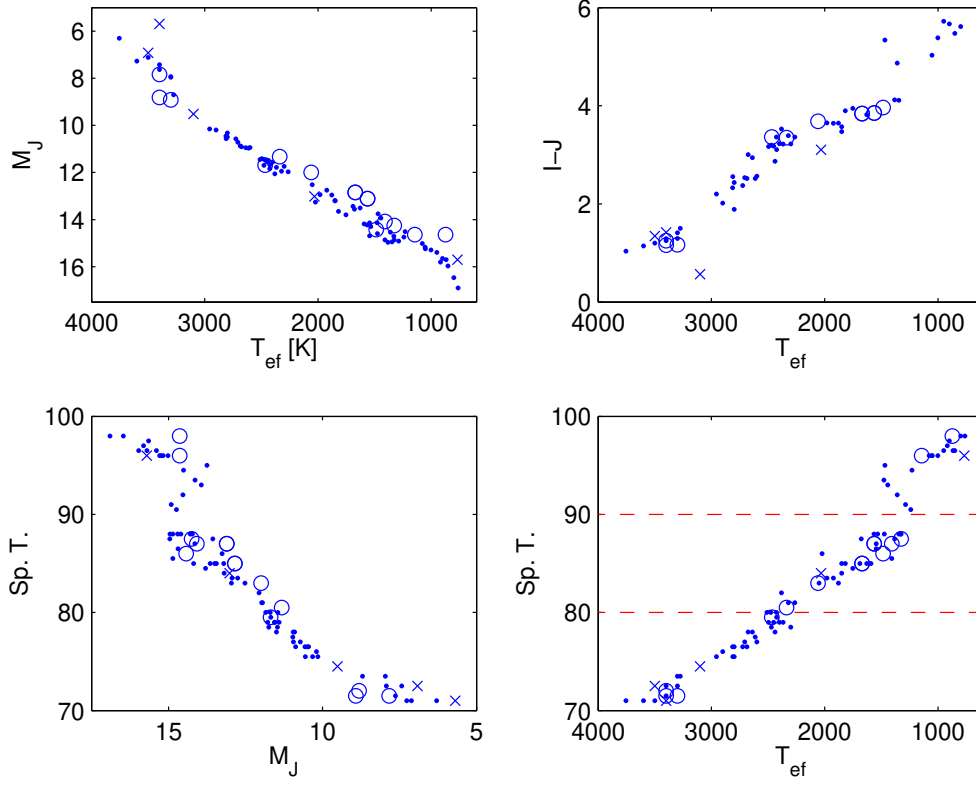


Figura 1.4: Relaciones entre temperatura efectiva, magnitud absoluta en la banda J , tipo espectral y color $I - J$. En el eje de tipo espectral, 70 codifica M0, 80 L0, 90 T0, etc. En la ventana inferior derecha se han marcado con líneas discontinuas las transiciones M/L y L/T. Puntos: enanas normales; círculos: enanas dobles; aspas: enanas peculiares o con líneas de emisión.

En las Figuras 1.4, 1.5 y 1.6 se han representado varios diagramas en los que intervienen el tipo espectral, T_{eff} , M_J , BC_J , $I - J$ y $J - K_s$ de enanas frías y ultrafrías. En todas, los puntos representan enanas normales, los círculos enanas dobles y las aspas enanas peculiares o con líneas de emisión. Excepto en casos aislados, todos los objetos parecen formar parte de la población del disco galáctico. En particular, en la Figura 1.4 se muestran las relaciones entre temperatura efectiva, magnitud absoluta en la banda J , tipo espectral y color $I - J$. Se pueden extraer varias conclusiones:

- La luminosidad decrece monótonamente al disminuir la temperatura (ventana sup. izq.; nótese el abrillantamiento de las enanas dobles).
- El color $I - J$ es un notable indicador de la temperatura efectiva de las enanas ultrafrías (sup. der.).
- Hay una relación biyectiva entre tipo espectral y luminosidad para tipos más tempranos que L tardío (inf. izq.). Se pueden derivar, por tanto, distancias fotométricas para

objetos no múltiples a partir de sus magnitudes aparentes J y de su tipo espectral en una forma similar a la expuesta por Dahn et al. (2002): $M_J = 8.38 + 0.341SpT$ ($SpT = 7-M7-, 8-M8-... 18-L8-$).

- La relación biyectiva luminosidad-tipo espectral desaparece para los tipos más tardíos de L8. Las enanas T tempranas son sobreluminosas en la banda J respecto a las L tardías, e incluso parecen poseer una T_{eff} superior.
- Las transiciones M/L y L/T se producen a las temperaturas efectivas 2 500–2 400 K y 1 500–1 400 K, respectivamente (inf. der.). Estos valores son unos 100 K más calientes que los propuestos por Dahn et al. (2002). La evolución de la T_{eff} en el dominio de las enanas L es suave, mientras que en las enanas T existe un máximo de T_{eff} hacia T4–6, para luego continuar disminuyendo⁶. La transición T/Y se podría dar tan tarde como a 600–500 K.

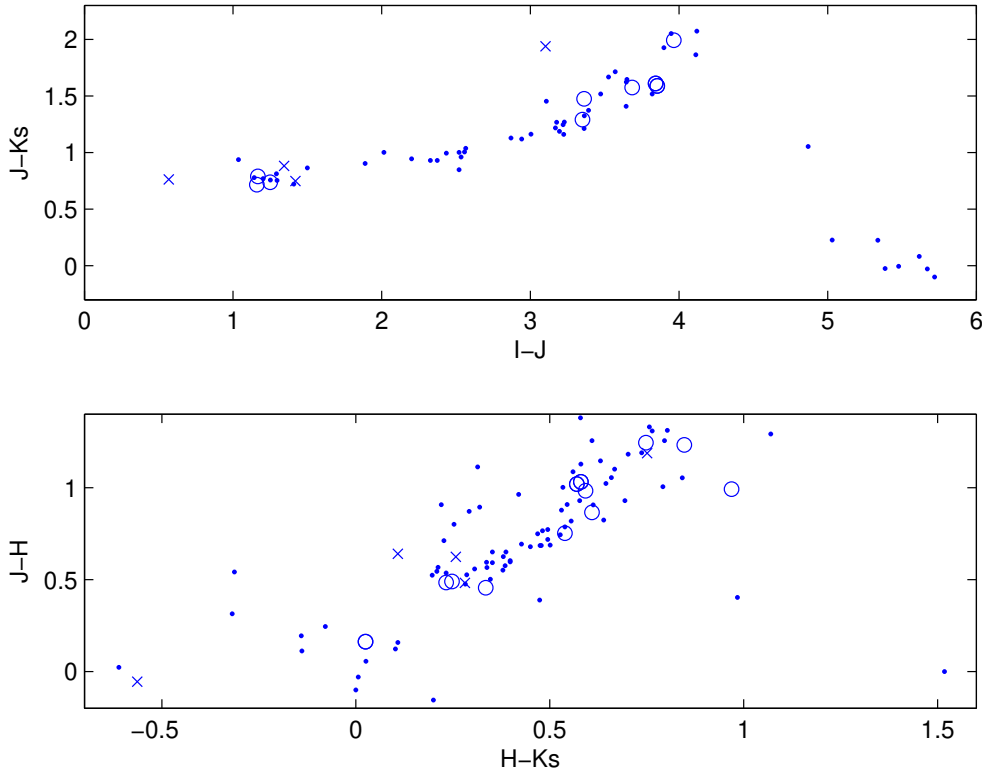


Figura 1.5: Diagramas color-color $I - J$ vs. $J - K_s$ (arriba) y $J - H$ vs. $H - K_s$ (abajo). Puntos: enanas normales; círculos: enanas dobles; aspas: enanas peculiares o con líneas de emisión.

La combinación de colores IJK_s es muy efectiva para dar una estimación del tipo espectral de un objeto (Fig. 1.5). Existe una relación funcional describible a trozos entre

⁶¿Debido a una mala definición de los subtipos T?.

los colores $I - J$ (trazador de la T_{eff}) y $J - K_s$ (discriminador de objetos muy rojos). El dominio M se extiende desde $I - J \approx 1.0$ mag hasta ≈ 3.5 mag, a la vez que el color $J - K_s$ crece muy suavemente entre ≈ 0.7 mag y ≈ 1.0 mag. Entre $I - J \approx 3.5$ mag y ≈ 4.0 mag, con tipos espectrales aproximados entre L0 y L7-8, el color infrarrojo aumenta hasta marcar un máximo en $I - J \approx 4.0$ mag y $J - K_s \approx 2.0$ mag. A partir de este momento, en que comienza la transición L/T, el color $J - K_s$ cae al crecer el $I - J$ por la disminución de flujo en la banda K respecto a la banda J (debido a la absorción por metano). Sólo los tipos espectrales T más tardíos presentan colores $J - K_s \sim 0$ mag. Nótese la escasez de enanas T tempranas con paralaje y magnitud I medidas.

El diagrama color-color $J - H$ vs. $H - K_s$, muy útil en cúmulos estelares jóvenes para detectar objetos con excesos infrarrojos, es, sin embargo, poco claro a la hora de extraer conclusiones acerca de enanas ultrafrías evolucionadas del campo. Ello es debido a la superposición de la secuencia de las enanas L, en la que $J - H$ crece con $H - K_s$, con la de las enanas T, en la que además existe una dispersión muy grande.

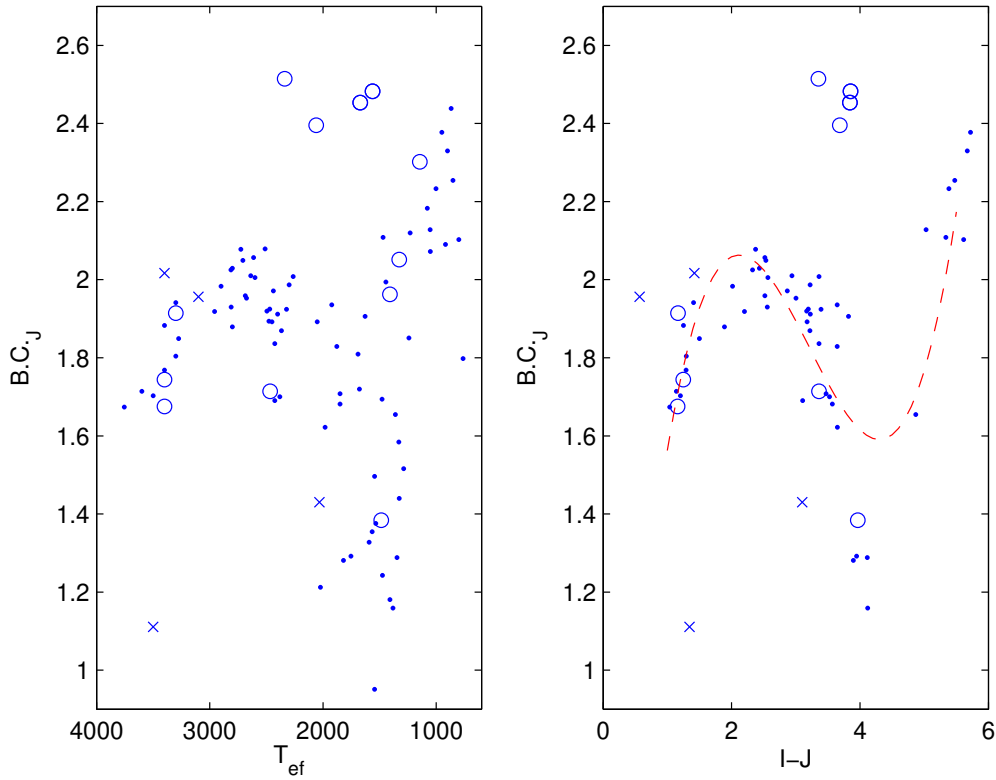


Figura 1.6: Enanas ultrafrías: corrección bolométrica BC_J en función de T_{eff} e $I - J$. Puntos: enanas normales; círculos: enanas dobles; aspas: enanas peculiares o con líneas de emisión.

Se puede encontrar una relación funcional entre la corrección bolométrica BC_J y el color $I - J$ (Fig. 1.6; $M_{\text{bol}} = M_J + BC_J$, $J - M_J = 5 \log d - 5$ y M_{bol} de estudios espectrofotométricos). Ello es muy útil para derivar magnitudes bolométricas absolutas y

luminosidades a partir de sólo magnitudes $I-J$. Usando relaciones masa-luminosidad teóricas para distintas edades, es posible derivar masas fotométricas. El uso de relaciones masa-luminosidad teóricas es más recomendable que de relaciones masa-magnitud, ya que las magnitudes pueden estar afectadas por el desconocimiento que aún se posee acerca de las capas más externas de las enanas ultrafrías, en contraste con su interior, que parece estar mejor modelado. Las ventanas de la Fig. 1.6 ilustran la relación hallada entre la corrección bolométrica BC_J y el color $I-J$. Se debe hacer notar: (i) la evidente desviación por parte de las enanas binarias; (ii) la gran dispersión de BC_J en todo el dominio L, con valores entre ~ 1.2 y ~ 2.0 mag; (iii) la escasez (de nuevo) de enanas de tipo T temprano para realizar el ajuste; (iv) la aparente caída de BC_J hacia $I-J \sim 4.0$ mag, que parece ser una mezcla de artefacto observacional debido a la alta dispersión de los datos y los efectos reales de la transición L/T (compárese con la figura en la ventana con la T_{eff} como eje horizontal). Se ha utilizado un polinomio cúbico para el ajuste: $BC_J(I-J) = 0.091(I-J)^3 - 0.875(I-J)^2 + 2.486(I-J) - 0.140$ mag, con una dispersión típica promedio de $\sigma(BC_J) = 0.15$ mag.

1.1.5 Variabilidad: una herramienta para el estudio de la meteorología en enanas L y T

Existen varias herramientas para caracterizar y extraer información sobre la distribución longitudinal o vertical de las especies atómicas y químicas presentes en las fotosferas de cualquier objeto (sub)estelar. Una es la espectroscopia, que necesita espectros de resolución alta o intermedia, en general obtenidos en telescopios de gran apertura, y avanzados modelos teóricos para explicar los flujos observados. La fotopolarización, método muy novedoso, requiere sistemas instrumento-telescopio bien caracterizados (Sengupta & Krishan 2001, Sengupta 2003 y Sengupta & Kwok 2005 desde el punto de vista teórico; Zapatero Osorio, Caballero & Béjar 2005 desde el punto de vista observacional). La fotovariabilidad, por último, integra anchos rangos de longitud de onda y se puede realizar en telescopios de clase 1–2 m sobre una muestra numerosa de objetos.

La variabilidad fotométrica de enanas marrones y estrellas de muy baja masa cerca del límite subestelar ha recibido una atención significativa durante los últimos años. Los estudios, mayormente realizados en la parte roja del espectro óptico, usando filtros anchos (Martín & Zapatero Osorio 1997; Terndrup et al. 1999; Bailer-Jones & Mundt 1999, 2001; Martín, Zapatero Osorio & Lehto 2001; Gelino et al. 2002; Joergens et al. 2003) y estrechos (Tinney & Tolley 1999; Clarke, Tinney & Covey 2002; Clarke, Oppenheimer & Tinney 2002), indican que aproximadamente un tercio de las enanas de tipos espectrales M tardío y L muestran variabilidad con amplitudes de ~ 10 a ~ 80 milimagnitudes (mmag). Algunos de estos objetos han sido clasificados como variables periódicos, con periodos en el rango desde media hora hasta diez días. También se ha realizado fotometría diferencial en la región del infrarrojo cercano, tanto en cúmulos jóvenes (Carpenter et al. 2002; Caballero, Rebolo & Béjar 2003; Zapatero Osorio et al. 2003b) como en el campo (Bailer-Jones & Lamm 2003; Enoch, Brown & Burgasser 2003). Las amplitudes de variación detectadas están en el rango 0.05–0.2 mag, y se han citado periodos tentativos de ~ 1.5 a 3 h. Por otro lado, la espectroscopia con resolución temporal ha enfatizado el estudio de rasgos espectrales sensibles a temperatura/polvo, tales como el vapor de agua y las bandas de TiO, FeH y CrH, o a la actividad, como H α en emisión (Nakajima et al. 2000; Hall 2002; Bailer-Jones

Tabla 1.1: Magnitudes bolométricas y aparentes de enanas frías y ultrafrías de tipo espectral M^a.

Nombre	Tipo esp.	M_{bol}	$\log L/L_{\odot}$	T_{ef} (K)	π (mas)	I_C	J	H	K_s
GJ 570C ^{Le00}	M1.0	7.71	-1.18	3400	169.3±1.7	5.97	4.550±0.262	3.910±0.200	3.802±0.230
GJ 229A ^{Le02}	M1.0	7.97±0.09	-1.29±0.02	3755	173.2±1.1	6.14±0.02	5.104±0.037	4.393±0.254	4.166±0.232
GJ 412A ^{Le00}	M1.0	8.82	-1.63	3500	206.9±1.2	6.74	5.538±0.019	5.002±0.021	4.769±0.020
GJ 821 ^{Le00}	M1.0	8.98	-1.69	3600	82±2	8.83	7.688±0.029	7.121±0.036	6.909±0.029
HD 156384 C ^{Le00}	M1.5	9.40	-1.86	3400	143±17	8.14	6.848±0.021	6.322±0.024	6.036±0.020
V1513 Cyg AB ^{Le00}	M1.5	9.51	-1.90	3400	63±6	9.99	8.830±0.021	8.346±0.021	8.113±0.018
LP 757-13 ^{Le00}	M1.5e	10.83	-2.43	3300	8.8±0.8	15.36	14.193±0.035	13.738±0.033	13.403±0.042
G 138-59AB ^{Le00}	M2.0	10.56	-2.32	3400	26±6	12.99	11.741±0.024	11.251±0.023	11.003±0.021
GJ 811.1 ^{Le00}	M2.5	8.03	-1.31	3500	68±11	9.11	7.766±0.024	7.142±0.038	6.884±0.016
HD 173739 A ^{Le00}	M2.5	9.31	-1.82	3400	280±3	6.44	5.189±0.017	4.714±0.036	4.432±0.020
GJ 589A ^{Le00}	M2.5	9.73	-1.99	3300	70±2	9.99	8.694±0.026	8.149±0.016	7.940±0.018
HD 173739 B ^{Le00}	M3.5	9.90	-2.06	3300	280±3	7.13	5.721±0.020	5.197±0.024	5.000±0.023
GJ 1001A ^{Le02}	M3.5	10.55±0.25	-2.32±0.10	3275	105±11	10.10	8.601±0.021	8.043±0.031	7.737±0.040
GJ 589B ^{Le00}	M4.5	11.47	-2.69	3100	70±2	10.85	10.282±0.022	9.800±0.020	9.519±0.020
GJ 4037 ^{Da02}	M5.5	12.07	-2.93	2957	46.4±1.1	14.02±0.02	11.819±0.023	11.227±0.023	10.875±0.016
GJ 412B ^{Le00}	M5.5	12.20	-2.98	2800	206.9±1.2	10.63	8.742±0.026	8.177±0.024	7.839±0.026
V492 Lyr ^{Da02}	M5.5	12.49	-3.10	2811	70.7±0.8	13.87±0.02	11.313±0.022	10.688±0.021	10.303±0.018
CN Leo ^{Go04}	M6.0	12.18±0.08	-2.97±0.02	2900	419±2	9.10	7.085±0.024	6.482±0.042	6.084±0.017
GJ 3289 ^{Da02}	M6.5	12.48	-3.10	2813	58.4±1.8	13.95±0.02	11.623±0.024	11.072±0.022	10.693±0.023
GJ 3693 ^{Da02}	M6.5	12.52	-3.11	2800	70±3	13.69±0.02	11.256±0.022	10.660±0.027	10.262±0.022
LHS 292 ^{Go04}	M6.5	12.65±0.09	-3.16±0.03	2725	220±4	11.23	8.857±0.021	8.263±0.036	7.926±0.033
GJ 3855 ^{Da02}	M6.5	12.83	-3.24	2687	103.8±1.4	13.31±0.02	10.790±0.018	10.140±0.020	9.788±0.020
vB 8 ^{Da02}	M7.0	12.77	-3.21	2707	154.5±0.7	12.31±0.02	9.776±0.029	9.201±0.024	8.816±0.023
GJ 3877 ^{Go04}	M7.0	12.95±0.09	-3.28±0.03	2600	157±3	12.53±0.02	9.965±0.026	9.315±0.022	8.928±0.027
GRH2208-20 ^{Da02}	M7.5	13.02	-3.31	2613	24.7±0.5	16.52±0.01	14.000±0.033	13.498±0.033	13.151±0.038
T832-10443 ^{Da02}	M8.0	12.86	-3.25	2676	36.0±0.4	16.13±0.01	13.126±0.023	12.441±0.024	11.963±0.019
LP 412-31 ^{Da02}	M8.0	12.96	-3.29	2638	68.9±0.6	14.70±0.01	11.759±0.021	11.066±0.022	10.639±0.018
LHS 2397 ^{Da02}	M8.0	13.10	-3.34	2583	70±2	14.95±0.02	13.444±0.025	12.903±0.025	12.641±0.030
LP 771-21 ^{Da02}	M8.0	13.47	-3.49	2439	62±5	15.42±0.03	12.551±0.022	11.872±0.022	11.422±0.021
CT10127+28 ^{Da02}	M8.5	13.39	-3.46	2471	30.5±0.5	17.24±0.01	14.044±0.029	13.357±0.030	12.856±0.031
T513-46546 ^{Go04}	M8.5	13.73±0.08	-3.59±0.02	2300	94.5±0.6	15.09	11.866±0.022	11.181±0.030	10.706±0.024
BR1224-12 ^{Da02}	M9	13.33	-3.44	2496	59±4	15.74±0.03	12.571±0.024	11.822±0.026	11.353±0.025
T868-110639 ^{Da02}	M9	13.44	-3.48	2451	61±5	15.79±0.03	12.614±0.021	11.842±0.029	11.347±0.024
GJ 3517 ^{Go04}	M9	13.47±0.09	-3.49±0.02	2400	117.3±1.5	14.44±0.02	11.212±0.026	10.469±0.026	9.942±0.024
GJ 3849 ^{Da02}	M9	13.65	-3.56	2367	90.8±1.3	15.21±0.02	11.990±0.021	11.225±0.029	10.744±0.024
2M0149+29 ^{Da02}	M9.5e	13.40	-3.46	2467	44.4±0.7	16.81±0.01	13.449±0.023	12.584±0.026	11.975±0.022
DY Psc ^{Go04}	M9.5	13.37±0.10	-3.45±0.03	2425	87±4	15.10±0.07	11.992±0.035	11.084±0.022	10.539±0.023

^a: La magnitud I_C y la paralaje son de Dahn et al. (2000, 2002) (excepto para GJ 229A, que son de *HIPPARCOS*) y las magnitudes infrarrojas JHK_s han sido extraídas de 2MASS Point Source Catalogue (Cutri et al. 2003).

^{Go04}: Tipo espectral, M_{bol} , $\log L/L_{\odot}$ y T_{ef} de Golimowski et al. (2004a).

^{Le02}: Tipo espectral, M_{bol} , $\log L/L_{\odot}$ y T_{ef} de Leggett et al. (2002).

^{Da02}: Tipo espectral, M_{bol} y T_{ef} de Dahn et al. (2002) ($\log L/L_{\odot}$ calculado usando $M_{\text{bol},\odot} = +4.74$).

^{Ge01}: Tipo espectral, M_{bol} , $\log L/L_{\odot}$ y T_{ef} de Leggett et al. (2000).

2002; Burgasser et al. 2002b; Liebert et al. 2003; Clarke, Tinney & Hodgkin 2003).

La metodología es sencilla: realizar la fotometría de los objetos de referencia y la enana en una serie de imágenes, construir una curva fotométrica diferencial y estudiar la serie temporal obtenida. La determinación de variabilidad se ha basado hasta ahora en la aplicación de un test de χ^2 para contrastar la hipótesis de estabilidad de la magnitud en función del tiempo. Los errores asociados a la magnitud utilizados en el test son los que proporciona IRAF, pero algunos autores le añaden cuadráticamente un 0.5 % de error asociado a los posibles defectos en la corrección de *flat field* (Bailer-Jones & Mundt 1999; Gelino et al. 2002). De acuerdo con los autores de estos estudios, aproximadamente la mitad de las enanas ultrafrías estudiadas presentan variabilidad fotométrica. En algunos casos se han aplicado con éxito análisis de la serie temporal para obtener períodos de rotación. Por ejemplo, para Kelu-1, Clarke et al. (2002a) midieron un período de 1.80 ± 0.05 h y una amplitud de la

Tabla 1.2: Magnitudes bolométricas y aparentes de enanas ultrafrías de tipos L y T^a.

Nombre	Tipo esp.	M_{bol}	$\log L/L_{\odot}$	T_{ef} (K)	π (mas)	I_{C}	J	H	K_{s}
2M0345+25	L0	13.68±0.14	-3.58±0.06	2426	37.1±0.5	17.36±0.01	13.997±0.027	13.211±0.030	12.672±0.024
SD1435-00	L0	13.53±1.29	-3.52±0.52	2511	9.85±5.18		16.484±0.097	15.613±0.115	15.321±0.175
SD2255-00	L0:	13.59±0.39	-3.54±0.16	2477	16.19±2.59		15.650±0.056	14.756±0.058	14.437±0.022
2M0746+20A	L0.5	13.84±0.14	-3.64±0.06	2338	81.9±0.3	15.11±0.01	11.759±0.020	11.007±0.022	10.468±0.024
2M1439+19	L1	13.98±0.14	-3.70±0.06	2264	69.6±0.5	16.12±0.01	12.759±0.019	12.041±0.019	11.546±0.022
2M1658+70	L1	13.87±0.14	-3.65±0.06	2322	53.9±0.9	16.68±0.02	13.288±0.024	12.470±0.032	11.915±0.023
Kelu-1	L2	13.76±0.16	-3.61±0.06	2382	53.6±2.0	16.94±0.01	13.414±0.026	12.392±0.025	11.747±0.023
DE1058-15	L3	14.79±0.14	-4.02±0.06	1879	57.7±1.0	17.80±0.01	14.155±0.035	13.226±0.025	12.532±0.029
2M1146+22A	L3	14.39±0.14	-3.86±0.06	2060	36.8±0.8	17.85±0.01	14.165±0.028	13.182±0.026	12.590±0.026
2M1435-00	L3	14.41±0.84	-3.87±0.34	2051	16.07±5.76		16.488±0.116	15.664±0.116	15.025±0.137
2M0036+18	L3.5	14.69±0.13	-3.98±0.05	1923	114.2±0.8	16.11±0.01	12.466±0.027	11.588±0.029	11.058±0.021
2M0326+29	L3.5	14.56±0.18	-3.93±0.07	1981	31.0±1.5	19.13±0.04	15.481±0.052	14.395±0.050	13.835±0.045
GD 165B	L4	14.90±0.19	-4.06±0.07	1850	31.7±2.5	19.16±0.07	15.687±0.078	14.781±0.070	14.169±0.095
2M1841+31	L4 pec	14.45±0.23	-3.88±0.09	2032	23.57±1.89	19.26±0.03	16.158±0.091	14.971±0.066	14.220±0.070
2M2224-01	L4.5	15.09±0.14	-4.14±0.06	1753	88.1±1.1	18.02±0.01	14.073±0.027	12.818±0.026	12.022±0.023
SD0539-00	L5	15.25±0.15	-4.20±0.06	1690	76.12±2.17		14.033±0.031	13.104±0.026	12.527±0.024
DE1228-15A	L5	15.30±0.16	-4.22±0.06	1671	49.4±1.9	18.22±0.02	14.378±0.030	13.347±0.032	12.767±0.030
DE1228-15B	L5	15.30±0.16	-4.22±0.06	1671	49.4±1.9	18.22±0.02	14.378±0.030	13.347±0.032	12.767±0.030
2M1328+21	L5	14.93±0.30	-4.08±0.12	1819	31.0±3.8	20.09±0.06	16.192±0.105	15.002±0.081	14.265±0.083
SD1446+00	L5	15.51±0.22	-4.31±0.09	1592	45.46±3.25		15.894±0.082	14.514±0.035	13.935±0.053
2M1507-16	L5	15.41±0.13	-4.27±0.05	1629	136.4±0.6	16.65±0.03	12.830±0.027	12.830±0.024	11.312±0.026
GJ 1001B ^{Le02}	L5	14.89±0.25	-4.05±0.10	1850	104.7±11.4	16.68±0.18	13.109±0.024	12.055±0.026	11.396±0.026
SD0107+00	L5.5	16.04±0.21	-4.52±0.08	1409	64.13±4.51		15.824±0.058	14.512±0.039	13.709±0.044
2M0850+10A	L6	15.81±0.43	-4.43±0.17	1486	39.1±3.5	20.43±0.11	16.465±0.113	15.221±0.093	14.473±0.066
2M0951+35	L6	14.47±1.10	-3.89±0.44	2023	16.09±7.04		17.225±0.209	15.895±0.138	15.138±0.134
2M1711+22	L6.5	15.64±0.36	-4.36±0.14	1545	33.11±4.81		17.089±0.177	15.797±0.109	14.727±0.098
2M0030-14	L7	15.64±0.31	-4.36±0.12	1545	37.42±4.50		16.278±0.111	15.273±0.100	14.481±0.100
2M1728+39A	L7	16.04±0.22	-4.52±0.09	1409	41.49±3.29		15.988±0.076	14.756±0.066	13.909±0.048
DE0205-11AB	L7	15.59±0.15	-4.34±0.06	1563	50.6±1.5	18.44±0.02	14.587±0.030	13.568±0.037	12.998±0.030
SD0423-04	L7.5/T0	15.28±0.16	-4.22±0.06	1678	65.93±1.70		14.465±0.027	13.463±0.035	12.929±0.034
2M0825+21	L7.5	16.12±0.15	-4.55±0.06	1383	93.8±1.0	19.22±0.03	15.100±0.034	13.792±0.032	13.028±0.026
2M2101+17A	L7.5	16.30±0.31	-4.62±0.12	1327	30.14±3.42		16.853±0.171	15.861±0.182	14.892±0.116
SD0032+14	L8	15.58±0.41	-4.34±0.16	1566	30.14±5.16		16.830±0.169	15.648±0.142	14.946±0.109
2M0328+23	L8	15.67±0.31	-4.37±0.12	1534	33.13±4.20		16.693±0.140	15.547±0.124	14.916±0.113
SD0830+48	L8	16.30±0.18	-4.62±0.07	1327	76.42±3.43		15.444±0.048	14.343±0.036	13.676±0.038
SD1326-00	L8?	15.84±0.32	-4.44±0.13	1475	49.98±6.33		16.103±0.071	15.050±0.060	14.208±0.067
GJ 584C	L8	16.29±0.19	-4.62±0.08	1330	53.70±1.24		16.056±0.099	14.928±0.081	14.348±0.067
2M1632+19	L8	16.24±0.16	-4.60±0.06	1346	65.6±2.1	19.98±0.05	15.867±0.070	14.612±0.038	14.003±0.047
SD0837-00	T0.5	16.59±0.93	-4.74±0.37	1241	33.70±13.45		17.101±0.214	15.988±0.173	15.674±0.000
SD0151+12	T1	16.43±0.31	-4.68±0.12	1288	46.73±3.37		16.566±0.129	15.603±0.112	15.183±0.189
SD1254-01	T2	16.19±0.19	-4.58±0.08	1361	84.9±1.9	19.76±0.10	14.891±0.035	14.090±0.025	13.837±0.054
SD1021-03	T3	15.93±0.62	-4.48±0.25	1445	34.4±4.6		16.253±0.091	15.346±0.101	15.126±0.173
SD1750+17	T3.5	15.83±0.37	-4.44±0.15	1478	36.24±4.53		16.340±0.101	15.952±0.132	15.478±0.189
SD0207+00	T4.5	16.63±0.65	-4.76±0.26	1230	34.85±9.87		16.799±0.156	16.396±0.000	15.412±0.000
2M0559-14	T5	15.86±0.17	-4.45±0.06	1469	97.7±1.3	19.14±0.06	13.802±0.024	13.679±0.044	13.577±0.052
2M0243-24	T6	17.31±0.25	-5.03±0.10	1052	93.62±3.63		15.381±0.050	15.137±0.109	15.216±0.168
2M0937+29	T6 pec	18.67±0.21	-5.57±0.08	769	162.84±3.88		14.648±0.036	14.703±0.068	15.267±0.130
2M1225-27A	T6:	16.94±0.27	-4.88±0.11	1145	75.1±2.5		15.260±0.047	15.098±0.081	15.073±0.148
SD1346-00	T6	17.30±0.29	-5.02±0.12	1054	68.3±2.3	21.03±0.18	16.000±0.102	15.459±0.118	15.772±0.274
SD1624+00	T6	17.52±0.20	-5.11±0.08	1002	90.9±1.2	20.88±0.18	15.494±0.054	15.524±0.100	15.518±0.000
2M2356-15	T6	17.20±0.26	-4.98±0.10	1079	68.97±3.42		15.824±0.057	15.630±0.100	15.771±0.183
2M1047+21	T6.5	18.14±0.20	-5.36±0.08	869	94.73±3.81		15.819±0.059	15.797±0.120	16.408±0.000
GJ 229B ^{Le02}	T6.5	17.77±0.08	-5.21±0.02	950	173.2±1.1	19.92±0.14	14.200±0.00	14.300±0.000	14.300±0.000
2M1237+65	T6.5e	18.22±0.28	-5.39±0.11	853	96.07±4.78	21.51±0.18	16.053±0.086	15.739±0.145	16.058±0.000
2M0727+17	T7	17.90±0.25	-5.26±0.10	918	110.14±2.34		15.600±0.061	15.756±0.171	15.556±0.194
2M1217-03	T7.5	17.98±0.23	-5.30±0.09	901	90.8±2.2	21.53±0.18	15.860±0.061	15.748±0.119	15.887±0.000
GJ 570D ^{Ge01}	T8	18.57±0.14	-5.53±0.05	800	169.3±1.7	20.94±0.18	15.324±0.048	15.268±0.089	15.242±0.156
2M1225-27B	T8:	18.12±0.27	-5.35±0.11	873	75.1±2.5		15.260±0.047	15.098±0.081	15.073±0.148
2M0415-09	T8/T9	18.70±0.26	-5.58±0.10	764	174.34±2.76		15.695±0.058	15.537±0.113	15.429±0.201

^a: Excepto que se indique lo contrario, el tipo espectral, M_{bol} , $\log L/L_{\odot}$ y T_{eff} son de Vrba et al. (2004), y la magnitud I_{C} de Dahn et al. (2000, 2002). Magnitudes infrarrojas π y JHK_{s} de DwarfCatalogue.org (a su vez extraídas de Perryman et al. (1997), Dahn et al. (2002), Vrba et al. (2004), 2MASS Point Source Catalogue). Error 0.000 en la fotometría 2MASS indica que la señal-ruido del objeto es muy baja.

^{Le02}: Tipo espectral, M_{bol} , $\log L/L_{\odot}$ y T_{ef} de Leggett et al. (2002).

^{Ge01}: Tipo espectral, M_{bol} , $\log L/L_{\odot}$ y T_{ef} de Geballe et al. (2001).

variabilidad de 11.9 ± 0.8 mmag.

Chris Koen ha presentado nuevas investigaciones de variabilidad fotométrica de enanas L y T, en las que realiza excelentes revisiones bibliográficas y presenta nuevos datos confrontando medidas anteriores y proponiendo que la frecuencia de variabilidad fotométrica

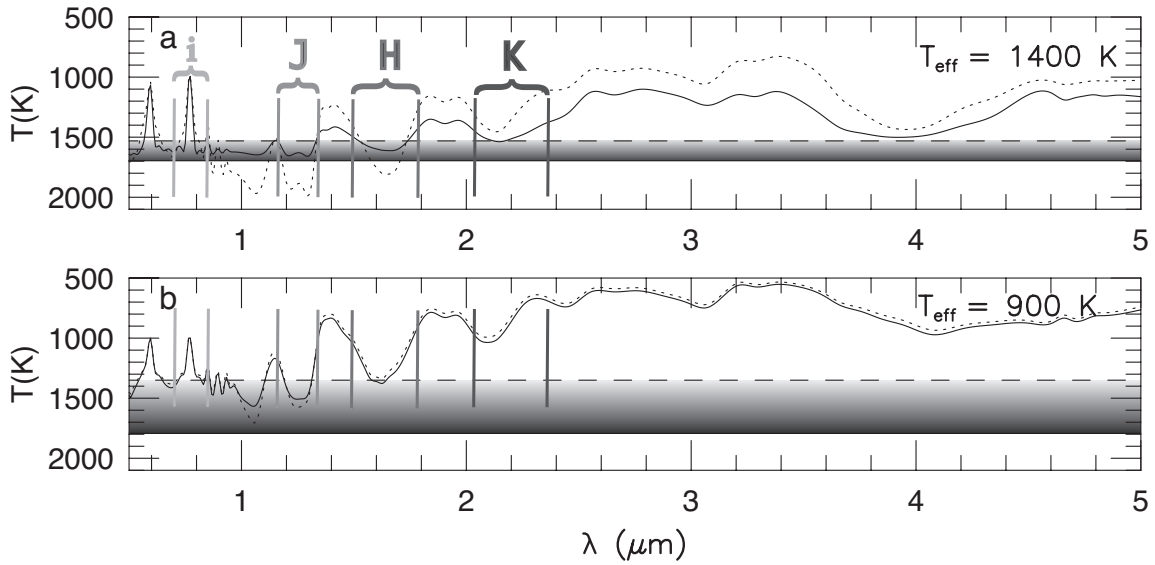


Figura 1.7: Temperatura de brillo en función de la longitud de onda para modelos atmosféricos que incluyen (línea sólida) o excluyen (línea punteada) nubes de silicatos y óxidos de hierro (Ackerman & Marley 2001).

en enanas ultrafrías de campo es menor que la aceptada hasta ahora (Koen 2003, 2004, 2005; Koen, Matsunaga & Menzies 2004; Koen et al. 2005). Interesantemente, Koen et al. (2005) detectaron variabilidad en el sistema binario de enanas marrones más cercano al Sol, ϵ Ind Bab.

Entre los escenarios propuestos para explicar los niveles observados de variabilidades fotométrica y espectroscópica se encuentran las manchas calientes y/o frías de origen magnético, el recubrimiento heterogéneo o parcheado por nubes fotosféricas de granos de condensados sólidos, discos circun(sub)estelares alrededor de los objetos y la presencia de compañeros de muy baja masa en órbitas muy cercanas, que podrían producir eclipses o episodios de transferencia de masa. En la Fig. 1.7 se ha representado la temperatura de brillo en función de la longitud de onda para modelos atmosféricos que incluyen (línea continua) o excluyen (línea punteada) nubes de silicatos y óxidos de hierro (Ackerman & Marley 2001). El área sombreada representa las nubes desde la base hasta la profundidad óptica 0.1. Si la cubierta de las nubes se rompe (como se propone en la transición L/T), el flujo que escapa al espacio desde el “agujero caliente” no provendrá de la región indicada con la línea continua, sino de la región más profunda y temperatura más cálida denotada por la línea punteada. La banda J se ve particularmente afectada, mientras que en el óptico (i SDSS en la Figura, p.e.) y en el infrarrojo medio no lo es tanto. Comparando variaciones de amplitud en varios filtros se puede restringir el modelo de nubes.

A la vez que se estudia la variabilidad fotométrica debida estrictamente a meteorología, también es posible investigar otra cuestión igualmente interesante: la posible detección de fenómenos asociados a deposición de energía magnética en capas externas. Observaciones de períodos de rotación muy cortos de estrellas de muy baja masa (Basri & Martín 1999b) y de estallidos en radio y en rayos X en enanas marrones muy jóvenes (Neuhäuser et al. 1998; Rutledge et al. 2000; Berger et al. 2001; Berger et al. 2005) apuntan a la existencia de

campos magnéticos relativamente intensos, que podrían provocar una profusión de manchas.

1.2 Una perspectiva histórica de las búsquedas de objetos subestelares

Las búsquedas de objetos subestelares se han realizado durante varias décadas utilizando métodos muy distintos. En algunas ocasiones hubo malinterpretaciones de los datos, que se publicaron como genuinas detecciones, posteriormente desmentidas; en otros el velo del tiempo emborronó lo que finalmente se verificó como verdaderos candidatos; incluso hay objetos de los que todavía no se ha podido comprobar la naturaleza.

Algunos casos poseen nombres propios. Por ejemplo, vB 8 (van Biesbroeck 8, V1054 Oph D; Probst 1983) es una enana M7 a la que durante un tiempo se la consideró una verdadera enana marrón y que poseía un hipotético compañero, vB 8B, prácticamente de masa planetaria (McCarthy & Probst 1984; McCarthy et al. 1985). Perrier & Mariotti (1987) y Skrutskie et al. (1987) negaron ambas convicciones. Otro nombre de tropiezo fue ZZ Psc B (G 29-38B; Zuckerman & Becklin 1987), una hipotética enana marrón alrededor de una enana blanca, en base a un supuesto exceso infrarrojo; aún no ha sido detectada (Wickramasinghe et al. 1988; Tokunaga et al. 1988, 1990; Graham et al. 1990a, 1990b; Haas & Leinert 1990). Se ha propuesto la existencia de un disco de polvo en torno a la enana blanca para explicar el exceso infrarrojo.

GD 165B (Becklin & Zuckerman 1988) es un ejemplo de emborronamiento: es una enana de tipo espectral muy tardío alrededor de una enana blanca DA. Kirkpatrick et al. (1999b) propusieron que se trataba en realidad de una enana de tipo L. En 1999 se anunció que PPL 15, descubierta casi cuatro años antes (Stauffer et al. 1994; Basri et al. 1996), podría ser un sistema binario de dos enanas marrones con litio⁷ (Basri & Martín 1999a). La enana marrón LP 944-20, de edad intermedia y tipo espectral M9, detectada en una búsqueda de elevados movimientos propios por Luyten & Kowal (1975), pero no reconocida como tal en su catálogo, se merece una mención especial: permaneció 23 años en el anonimato hasta que Tinney (1998) propuso que se trataba de una enana marrón en base a la presencia del rasgo de Li I $\lambda 6707.8 \text{ \AA}$ en su espectro.

A partir de búsquedas realizadas con el método de velocidad radial, Latham et al. (1989) infirieron la existencia de un objeto alrededor de la estrella F9 HD 114762 cuya masa mínima $M_2 \sin i$ es de tan sólo $11.0 M_{\text{Jup}}$. Sin embargo, hay indicaciones de que la inclinación de su órbita respecto a nuestra visual es mucho menor de 90 deg, por lo que su masa está más probablemente en el rango estelar (Hale 1995; Han et al. 2001). Algo similar le ocurre a los exoplanetas alrededor de estrellas detectados por técnica Doppler, con las mayores masas mínimas y sin detección de tránsito. Algunos de ellos podrían ser en realidad enanas marrones (véase Tabla 1.6).

Más naturalezas no comprobadas son, por ejemplo, las de [RR90] Oph 2408.6–2229, [RR90] Oph 2412.9–2447 y [RR90] Oph 2321.1–1715 en la joven y rica nube molecular de ρ Ophiuchi, con una intensa formación estelar y altísima extinción (Rieke & Rieke 1990 –Comerón et al. 1998 e Imanishi et al. 2001 estudiaron algunas de ellas con Infrared Space Observatory y Chandra Space Observatory; Cushing et al. 2000 derivaron masas

⁷Dado que el contenido de litio parece bajo para las masas sugeridas, quizá se trate de un sistema binario estrella de muy baja masa-enana marrón.

más probables para las dos primeras por encima de la frontera subestelar-), y algunos candidatos de las Pléyades detectados por movimiento propio (Hambly et al. 1993) y a partir de diagramas color magnitud (Steele et al. 1993; Stauffer et al. 1994). Todos estos últimos parecen ser estrellas de muy baja masa.

Hasta 1995, las enanas más frías descubiertas, con tipos espectrales entre M9 y un tentativo M10, eran PC 0025+0447 (descubierta por Schneider et al. 1991; Martín, Basri & Zapatero Osorio 1999 demostraron que se trataba de una enana marrón), DY Psc (BRI 0021-0214) y GD 165B. Teide 1 (Rebolo et al. 1995, 1996) y GJ 229B (Nakajima et al. 1995; Oppenheimer et al. 1995), publicadas consecutivamente, fueron las primeras enanas marrones confirmadas de una lista que crece día a día. Después vinieron las búsquedas fotométricas en el campo de DENIS (Delfosse et al. 1997; Martín et al. 1997a; Tinney et al. 1997), SDSS (Sloan Digital Sky Survey; Strauss et al. 1999; Fan et al. 2000), 2MASS (2-Micron All Sky Survey; Kirkpatrick et al. 1999a, 2000; Burgasser et al. 1999) y en cúmulos estelares jóvenes (como las Pléyades, α Persei, ρ Ophiuchi o σ Orionis), las búsquedas de elevados movimientos propios (como las que descubrieron Kelu-1 –Ruiz et al. 1997– o GJ 1001B –Goldman et al. 1999–), las detecciones por velocidad radial (Halbwachs et al. 2000 –confirmadas mediante datos astrométricos de HIPPARCOS–; Udry et al. 2002), los descubrimientos en torno a estrellas (como resultado de búsquedas especializadas –Rebolo et al. 1998; White et al. 1999– o en todo el cielo –Gizis et al. 2001; Close et al. 2002a, 2002b–) o las imágenes profundas en campos muy pequeños (Cuby et al. 1999; Zapatero Osorio et al. 2002c). Nuevas búsquedas se van añadiendo a la bibliografía.

La historia de los exoplanetas gigantes no se queda rezagada en cuanto interés, pero no vamos a enfatizarla tanto aquí, ya que la fuente principal de descubrimientos, la de la técnica Doppler, no será tratada extensivamente en esta memoria. Aunque se consideran a 51 Pegasi b (Mayor & Queloz 1995), 47 Ursae Majoris b (Butler & Marcy 1996) y 70 Virginis b (Marcy & Butler 1996) como los primeros “*planetas extrasolares*”, el sistema PSR 1257+12, con un púlsar central alrededor del que orbitan dos (o tres) compañeros de masas terrestres, fue el primero en albergar candidatos a exoplanetas (Wolszczan & Frail 1992). La discutida existencia de exoplanetas gigantes alrededor de algunas estrellas, como Aldebarán (α Tauri), β Pictoris, Proxima Centauri, CM Draconis, ϵ Eridani u OGLE-TR-3 continúa. Utilizando el método de velocidad radial se ha encontrado que el $\sim 7\%$ de las estrellas de la secuencia principal y tipos G–K poseen candidatos a exoplanetas gigantes con semiejes orbitales menores que 5 AU. Por contra, sólo el $\sim 0.5\%$ de las mismas poseen objetos a esas mismas distancias y con masas mínimas en el rango de las enanas marrones (desierto cercano de enanas marrones).

Otros métodos utilizados para detectar exoplanetas son la astrometría, la interferometría Speckle infrarroja, la imagen directa (ayudándose de coronógrafos o de óptica adaptativa) y la detección de tránsitos planetarios. En diciembre de 2005, en la *Extrasolar Planet Encyclopedia* (<http://vo.obspm.fr/exoplanetes/encyclo>) se podían encontrar 146 sistemas planetarios, 18 de los cuales eran múltiples. Se contabilizaban en total 170 candidatos a exoplanetas gigantes ligados a estrellas de la secuencia principal con masas mínimas entre 0.023 y 13.75 M_{Jup} , prácticamente ocupando todo el espectro de masas desde unas pocas masas terrestres hasta la de las enanas marrones menos masivas. Dos de los planetas mejor caracterizados, HD 209458b y TrES-1b, fueron detectados “directamente” por el satélite *Spitzer* (Charbonneau et al. 2005; se recolectaron fotones infrarrojos provenientes de ambos

planetas, pero sin resolverlos de los de su estrella parental).

Tabla 1.3: Objetos con espectroscopia publicada y masa más probable en el dominio planetario.

Nombre	Masa ^a (M_{Jup})	Referencia(s) ^b
GQ Lup b	1–42	Ne05
S Ori 53	14^{+6}_{-7}	ZO00, Ca
AB Pic b	13–14	Ch05c
S Ori 55	12^{+4}_{-4}	ZO00, ZO02b
61-401	12	Lu01
S Ori 56	10:	ZO00
S Ori 58	10:	ZO00
S Ori 60	8^{+7}_{-3}	ZO00, Ca
Cha 110913–773444	8	Lh05
23-115	8	Lu01
S Ori 62	7^{+7}_{-3}	ZO00, Ca
S Ori 65	6:	ZO00
S Ori 67	6:	ZO00
S Ori 68	5:	ZO00
S Ori 69	5:	ZO00
2M1207–39b	5^{+2}_{-2}	Ch04, Ch05b
S Ori 70	3^{+5}_{-1}	ZO02c, MZO03

^a: Masa más probable. Para los objetos del cúmulo σ Orionis que no aparecen en el Cap. 6, excepto para S Ori 55 y 70, se ha derivado la masa más probable como allí (sólo S Ori 64 no dispone aún de espectroscopia).

^b: ZO00 – Zapatero Osorio et al. 2000; Lu01 – Lucas et al. 2001; ZO02b – Zapatero Osorio et al. 2002b; ZO02c – Zapatero Osorio et al. 2002c; MZO03 – Martín & Zapatero Osorio 2003; Ch04 – Chauvin et al. 2004; Ch05b – Chauvin et al. 2005b; Ch05c – Chauvin et al. 2005c; Ne05 – Neuhäuser et al. 2005a,b; Lh05 – Luhman et al. 2005; Ca – esta memoria de Tesis.

En el último quinquenio se ha abierto el nuevo capítulo de la detección directa de exoplanetas gigantes, tanto los que flotan libremente en cúmulos (Zapatero Osorio et al. 2000, 2002c; Lucas & Roche 2000; Hillenbrand & Carpenter 2000; Najita, Tiede & Carr 2000; Lucas, Roche & Tamura 2005) como alrededor de otros cuerpos. El primer planeta gigante detectado directamente, resuelto respecto al objeto central al que está ligado, fue anunciado por Chauvin et al. (2004; 2M1207–39b). En este caso, el objeto primario alrededor del que gira el planeta no es una estrella, sino una enana marrón joven de la asociación TW Hydrae (8^{+4}_{-3} Ma). Durante su búsqueda de óptica adaptativa con NACO en el Very Large Telescope, Chauvin et al. (2004) descubrieron un objeto 5 mag más débil en la banda K a $\rho = 0.780$ arcsec (~ 55 AU) de la enana marrón 2MASS J1207334–393254, de tipo espectral M8. La fotometría y la espectroscopia infrarrojas apuntaban a que se trataba de una enana de tipo L intermedio-tardío de unas $5 M_{\text{Jup}}$. Posteriormente, Chauvin et al. (2005b) confirmaron el movimiento propio común de los dos objetos. Chauvin et al. (2005c) también anunciaron un nuevo candidato a objeto en la frontera entre enanas marrones y exoplanetas gigantes a 5.5 arcsec al sur de la estrella AB Pic de la asociación Tucana-Horologium. Neuhäuser et al. (2005a,b) detectaron otro cuerpo de masa teórica entre 1 y 42 M_{Jup} alrededor de la estrella T Tauri clásica GQ Lup. Una comparación homogénea de los planetas 2M1207–39b, AB Pic b y GQ Lup b se puede encontrar en Neuhäuser (2005).

En la Tabla 1.3 se ofrece una lista con los nombres, masas más probables y referencias de 17 exoplanetas con espectroscopia publicada. Posiblemente, es la más completa realizada hasta la fecha. Nótese la alta frecuencia de exoplanetas gigantes detectados en el cúmulo σ Orionis.

1.3 Formación de objetos subestelares y sistemas planetarios

De acuerdo con el escenario más aceptado, los planetas de nuestro Sistema Solar se formaron en la nebulosa protosolar, un disco aplanado de hidrógeno y helio gaseosos y planetésimos, una mezcla primigenia de condensados y granos de polvo y hielo de distintos tamaños (Lissauer 1993; Guillot 1999). El disco habría tenido unas 100 AU de tamaño y una masa de unas $20 M_{\text{Jup}}$ (Hayashi 1981; Shu 1994a, 1994b; Lin & Papaloizou 1996). Se cree que los cuatro planetas gigantes, Júpiter, Saturno, Urano y Neptuno, se formaron por acreción sobre un núcleo sólido y posterior captura de hidrógeno molecular y helio que permanecía en sus proximidades. Se consideran seis etapas en la formación de planetas gigantes, que pueden durar en conjunto alrededor de unos pocos millones de años. Marcy & Butler (1998) ofrecieron una relación detallada de ellas:

1. Evaporación, condensación y caída sobre el disco de los granos de polvo.
2. Formación y crecimiento de partículas microscópicas hasta tamaños de algunos kilómetros. Goldreich & Ward (1973) propusieron que el crecimiento es por inestabilidades gravitatorias. También se han propuesto colisiones convectivas de los granos. Ésta es sin duda la etapa más compleja de modelizar.
3. Coagulación desbocada de los planetésimos en protoplanetas terrestres (Wetherill 1990).
4. Paralelamente a la coagulación, se da la acreción de gas y de planetésimos sobre los núcleos terrestres (Pollack 1996).
5. Finalización de la acreción por la formación de un hueco en el disco (Papaloizou & Lin 1995; Artymowicz 1993).
6. Limpieza del material del disco. Este proceso de “limpieza” no está muy bien entendido, pero se cree que, por ejemplo, los objetos del cinturón de Kuiper y de la nube de Oort, restos del disco primigenio y auténticas piezas arqueológicas, fueron dispersados gravitatoriamente por los planetas gigantes.

Boss (1998) propuso un mecanismo alternativo para la formación de Júpiter y Saturno, por el que se formaron inestabilidades gravitatorias en el disco que dieron origen a los dos planetas gaseosos. Sin embargo, este modelo no está apoyado por medidas de perturbación gravitatoria de satélites naturales, que indican la posible existencia de un núcleo masivo de roca y hielo en el interior de Saturno, aunque no mayor de 17 masas terrestres ($1 M_{\oplus} = 5.9742 \times 10^{24}$ kg; $1 M_{\text{Jup}} = 317.8 M_{\oplus}$, $1 M_{\text{Sat}} = 95.2 M_{\oplus}$). Júpiter podría poseer otro similar, pero la masa máxima es de $10 M_{\oplus}$ (Guillot 1999). La existencia de planetas terrestres, satélites, cinturones de asteroides y cometas es otro punto que no favorece a la

hipótesis de Boss. Sin embargo, las inestabilidades gravitatorias en el disco tienen a su favor una gran velocidad de crecimiento de los planetésimos, que se convertirían en planetas al cabo de unos pocos miles de años.

Los candidatos a exoplanetas gigantes detectados por el método de velocidad radial han debido de seguir alguno de los procesos descritos antes para formarse en un sistema estelar. Los que poseen órbitas muy cercanas alrededor de su estrella parental podrían haberse formado a más de ~ 4 AU, donde se encuentran los planetas gaseosos más masivos en nuestro Sistema Solar y la necesaria ayuda de los granos con hielo de agua, y haber sufrido una posterior migración hacia dentro. La migración planetaria se puede explicar por efecto de la viscosidad en el disco (Lin et al. 1998; para ser más precisos, por transferencia de momento angular de un planeta de tipo joviano a la nube protoplanetaria) o por interacciones gravitatorias con otros cuerpos, protoplanetas, planetésimos o gas. De haberse formado in situ, a menos de ~ 4 AU de su protosol, sería necesaria la existencia de un disco protoplanetario muy masivo (Bodenheimer et al. 2000). La órbitas circulares primordiales de algunos candidatos a exoplanetas gigantes (p.e., 47 UMa b, ρ CrB b, 55 Cnc b) no han sido perturbadas por mareas o interacciones gravitatorias con otros compañeros o por resonancias en el disco protoplanetario, como ocurre en otros candidatos con órbitas altamente excéntricas, lo que indica una probable formación en disco. Sin embargo, a una buena parte de los candidatos a exoplanetas gigantes detectados por velocidad radial se le han medido excentricidades orbitales muy elevadas. Por ejemplo, HD 80606 b posee una excentricidad orbital de 0.927 ± 0.012 (Naef et al. 2001; es un exoplaneta en un sistema estelar binario separado). En diciembre de 2005, 25 de los 170 (15%) candidatos a planetas detectados por el método de velocidad radial poseían excentricidades $e \geq 0.50$, y 57 (34%) $e \geq 0.33$ (la excentricidad de la órbita de Júpiter alrededor del Sol es $e = 0.048$; descontando Plutón, la mayor excentricidad en planetas del Sistema Solar es la de Mercurio, $e = 0.2056$).

Las estrellas de menor masa se forman, básicamente, a partir del colapso y acreción de un núcleo o centro de formación, fruto de la fragmentación, de la difusión ambipolar y del encauzamiento de las líneas de campo magnético. En el centro del núcleo de la nube se forma un disco nebular alrededor de la protoestrella, que se va contrayendo de forma aproximadamente isoterma. Al seguir acreciendo materia, llega el momento en que comienzan la combustión del deuterio y la convección global. Si a la convección se añade rotación diferencial, se creará un viento estelar en forma de flujo bipolar a lo largo del eje de rotación que soplará principalmente en donde la resistencia a ser expelido sea menor (es decir, por los polos). Cuando la caída de material termina y la nube de gas se disipa, permanece en el centro una estrella recién nacida, una estrella T Tauri, aún en contracción y con un disco circunestelar. Éste desaparecerá con la formación de un sistema planetario o bien disipado por el viento y radiación estelares (Shu et al. 1987).

Las enanas marrones representan el “eslabón perdido” entre los exoplanetas gigantes y las estrellas de muy baja masa, y podrían formarse como los primeros (en discos protoplanetarios, tal vez más masivos que el que originó nuestro Sistema Solar), o como las segundas (resultado del colapso de núcleos en nubes moleculares, de menor masa y tamaño y mayor densidad y tensión magnética que las que van a dar lugar a estrellas).

La masa térmica de Jeans típica en los núcleos de nubes moleculares es muy grande, del orden de una masa solar, por lo que la fragmentación del gas y el posterior colapso gravitatorio en tales núcleos conduciría en principio a la formación de estrellas, no de

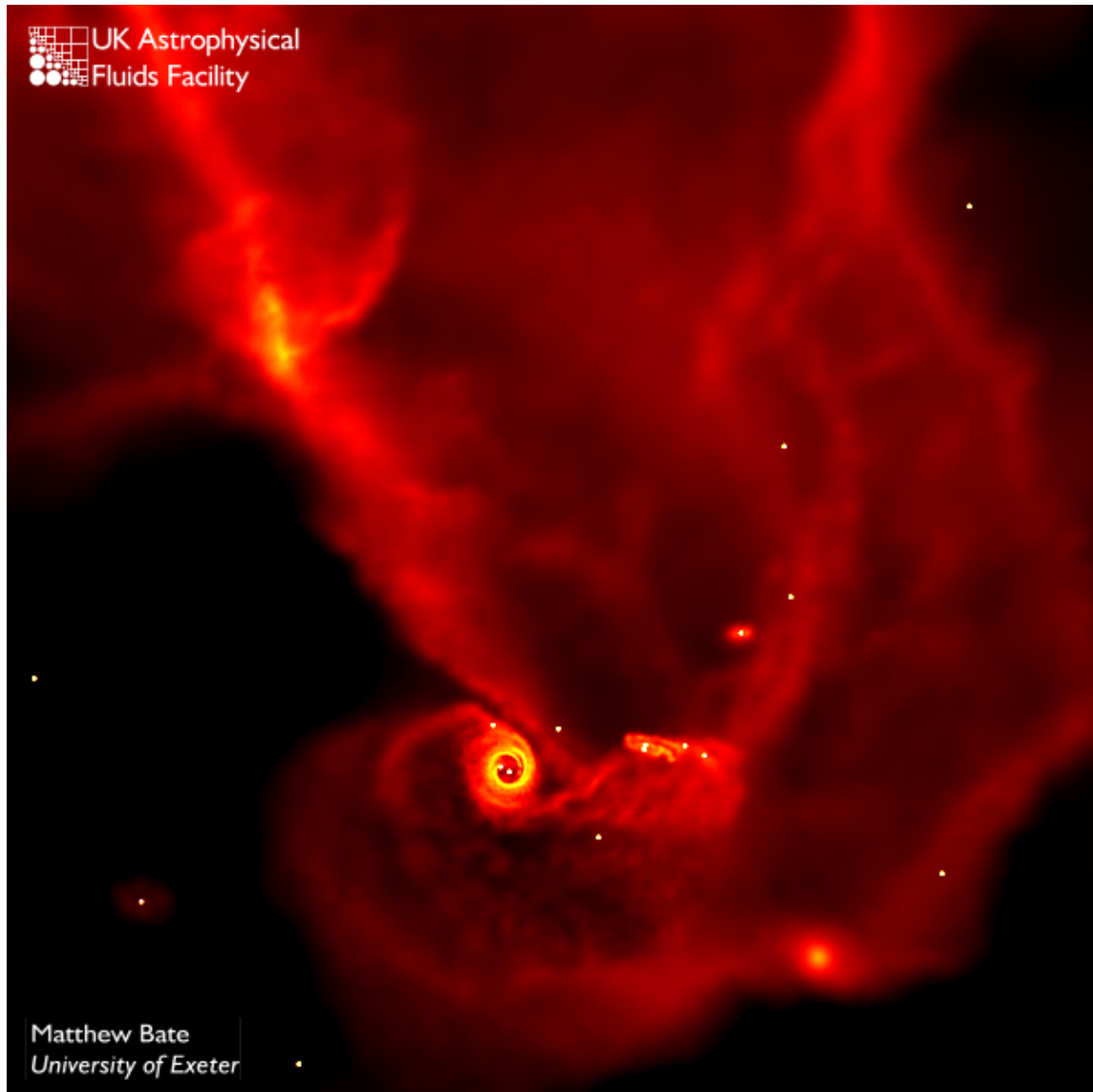


Figura 1.8: Secuencia final de una simulación numérica realizada por Bate et al. (2002) en la que se mostraba el colapso y fragmentación de una nube molecular de $50 M_{\odot}$, muy fría (10 K) y con movimientos turbulentos supersónicos. La nube, con un tamaño inicial de ~ 0.3 pc, colapsaba bajo su propio peso. Se formaron estrellas y enanas marrones en discos circunestelares y por la fragmentación de filamentos en colapso de gas molecular. Algunas de ellas poseían discos de acreción o fueron eyectadas del sistema (Bate et al. 2002).

objetos aislados en el rango subestelar de menos de una décima de masa solar. Sin embargo, la teoría posibilita el colapso gravitatorio de nubes de gas por fragmentación limitada por opacidad que den lugar a objetos aislados de la población I con masas de hasta $7\text{--}10 M_{\text{Jup}}$ (Low & Lynden-Bell 1976; Silk 1977). La inclusión en estos modelos de efectos provocados por campos magnéticos o por rotación puede hacer rebajar este rango de valores.

Hay varios escenarios propuestos para la formación de enanas marrones. Reipurth & Clarke (2001) propusieron que las enanas marrones son embriones estelares eyectados de un sistema protoestelar dinámicamente inestable, al menos triple, en una etapa tan temprana que no fueron capaces de acretar suficiente masa para iniciar la combustión de hidrógeno. Sterzik & Durisen (1995), por ejemplo, propusieron una eyección de cuerpos de baja masa en una fase un poco más tardía, durante la presecuencia principal o durante la fase T Tauri. Se predice mayor abundancia de objetos subestelares en las proximidades de asociaciones OB o de sistemas binarios muy cercanos de estrellas FGK. La cuantificación de la velocidad de dispersión de enanas marrones da otra restricción a la universalidad de este modelo.

El escenario de formación de enanas marrones en nubes moleculares magnéticas fue presentado por Boss (2000). A las ecuaciones de la hidronámica, gravitación y transporte radiativo en las aproximaciones de Eddington y de difusión se le añade una presión magnética. Sus simulaciones, aunque no puramente magnetohidrodinámicas, predicen la fragmentación de nubes moleculares oblatas en al menos cuatro núcleos protoestelares (por contraposición a las prolatas, que dan lugar a sistemas binarios). Durante la fase de acreción, alguno(s) de estos fragmentos puede(n) ser eyectados del sistema cuádruple vía interacciones gravitatorias estocásticas.

Bate et al. (2002) mostraron en sus simulaciones hidrodinámicas que las enanas marrones son producidas frecuentemente durante el colapso y fragmentación de una nube molecular turbulenta. Aproximadamente tres cuartos de estas “estrellas fallidas” se forman en discos circunestelares gravitatoriamente estables mientras que el resto lo son en filamentos colapsantes de gas molecular. Estos mecanismos de formación son muy eficientes, produciendo aproximadamente el mismo número de estrellas que de enanas marrones. Las simulaciones numéricas posteriores de Delgado-Donate et al. (2003, 2004) y Goodwin et al. (2004a,b) apoyan los resultados de Bate et al. (2002).

Restan por mencionar otros escenarios de formación más exóticos, con ligeras variaciones sobre los expuestos arriba o no tan bien estudiados, como la erosión de la protonube que rodea al núcleo acretante por parte del intenso viento estelar y/o la radiación ultravioleta ionizante provocada por las estrellas más masivas en los centros de las regiones de formación estelar (véase, p.e., Whitworth & Zinnecker 2004).

Hay evidencias observacionales que nos pueden suministrar pistas acerca de los procesos que se dan durante la formación de sistemas (sub-)estelares. El desierto cercano de enanas marrones es la casi total ausencia de objetos subestelares masivos en las regiones donde se detectan los candidatos a exoplanetas gigantes por el método de velocidad radial, a menos de 5 AU de la estrella primaria. Es notable la gran proximidad de la mayor parte de los candidatos detectados a su estrella parental: 67 de 170 exoplanetas (39%) poseen semiejes orbitales menores que el de Mercurio (0.38710 AU), mientras que sólo 19 (11%) se localizan a más de 3 AU (a dic. 2005). Estudios basados en el método de velocidad radial constatan que las enanas marrones son muy raras en sistemas cercanos ($\lesssim 3$ AU): a pesar de que el método está sesgado hacia la detección de objetos con grandes masas mínimas,

las búsquedas realizadas hasta ahora detectan más candidatos a exoplanetas con masas mínimas como la de Saturno que a enanas marrones. Armitage & Bonnell (2002) afirmaron que este desierto se produce porque el destino de las enanas marrones, que se forman a la vez que la estrella parental, cuando el disco protoplanetario aún es muy masivo, es la migración hacia órbitas internas y el engullimiento final por la estrella primaria. Los exoplanetas, por el contrario, se forman en un disco más ligero y evolucionado, y no terminan siendo ingeridos por la estrella. Son pocas las evidencias de engullimiento planetario por parte de estrellas publicadas en la bibliografía. Algunas de ellas son la estrella de tipo solar y rica en metales HD 82943 (Israelian et al. 2001; posee también dos candidatos a exoplanetas gigantes en órbitas resonantes detectados por el método de velocidad radial, lo que favorece el escenario de interacción gravitatoria en el sistema planetario) o la enana F temprana J37 en el cúmulo abierto NGC 6633 (Ashwell et al. 2005; posee una abundancia de berilio más de diez veces mayor que la cósmica, mientras que las de hierro y carbono son normales). Los escenarios propuestos más arriba, a través de la eyección de protoenanas marrones, pueden explicar a la vez la baja frecuencia de sistemas con enanas marrones muy cercanas a su estrella parental y la rica abundancia de objetos subestelares flotando libremente en cúmulos estelares jóvenes. Este desierto cercano va desapareciendo al aumentar el cociente de masas del sistema (p.e., disminuyendo la masa del objeto central hasta obtener una pareja de enanas marrones de masa similar).

También se ha planteado la existencia de un desierto lejano de enanas marrones, para objetos a más de 100 AU de la estrella parental y hasta varios miles de AU. Sin embargo, los descubrimientos de enanas marrones como compañeras de estrellas en órbitas alejadas es contraria a tal idea (Rebolo et al. 1998; Burgasser et al. 2000a; Kirkpatrick et al. 2001; Wilson et al. 2001...). Delgado-Donate et al. (2003) propusieron a partir de sus simulaciones hidrodinámicas la ausencia de este desierto. Más adelante se profundizará en las búsquedas de objetos subestelares a grandes distancias de sus estrellas primarias.

1.4 Cúmulos estelares y la función inicial de masa subestelar

Aprovechando la mayor luminosidad de los objetos subestelares durante sus primeras etapas, los cuerpos menos masivos detectados directamente hasta ahora se han descubierto en regiones de formación estelar jóvenes, cúmulos abiertos y asociaciones de estrellas de unos pocos millones de años. El número de exoplanetas gigantes y enanas marrones en función de su masa y respecto a las estrellas impone severas restricciones a los escenarios de formación.

1.4.1 Búsquedas fotométricas en cúmulos abiertos

Teide 1 fue la primera enana marrón descubierta en un cúmulo estelar, el de las Pléyades, uno de los mejor conocidos hasta ese momento. El número de estrellas de alta y baja masa y cómo se distribuían espacialmente, el movimiento propio y la velocidad radial de los objetos que lo conformaban, su masa total, su edad o su distancia eran algunos de los parámetros que estaban mejor determinados. Después vendría la detección de cientos de candidatas a enanas marrones en otros cúmulos, la mayoría de ellos no tan bien estudiados, pero en general más jóvenes que el de las Pléyades. Las ricas regiones de formación estelar y asociaciones que se encuentran en el Hemisferio Sur, con edades de unos pocos millones

de años, son, junto con unos pocos cúmulos localizados en las proximidades del Ecuador Celeste accesibles para telescopios en el Hemisferio Norte, las regiones donde se descubre un mayor número de enanas marrones jóvenes en la actualidad. De los cúmulos observables desde nuestras latitudes destacan, por su riqueza en tales objetos, además de las Pléyades, los que se encuentran en la región de Orión. En particular, el cúmulo σ Orionis es un laboratorio inigualable para estudiar su población subestelar debido a su cercanía (~ 360 pc), juventud (~ 3 Ma) y baja extinción ($A_V < 1$). En el Capítulo 2 se ofrecerá una revisión completa de este cúmulo.

Las búsquedas de objetos subestelares en cúmulos abiertos tienen una serie de ventajas sobre otras regiones: ocupan un volumen definido en el cielo y poseen parámetros físicos conocidos a partir de los estudios sobre su población estelar (distancia, edad, metalicidad, extinción, movimiento propio general). Los cúmulos estelares jóvenes son muy apropiados para búsquedas fotométricas de gran extensión, pero más profundas que en el campo, dada la sobredensidad de miembros del cúmulo en la región. En la Tabla 1.4 se muestran la mayoría de los cúmulos estelares estudiados, con sus parámetros básicos (distancia y edad). No se ha pretendido ser completo, por lo que muy probablemente resten por mencionar tanto otros cúmulos interesantes (como L1495E) como referencias bibliográficas. También se han añadido algunos cúmulos jóvenes susceptibles de ser estudiados en profundidad.

1.4.2 La función inicial de masa

La función inicial de masa es la representación funcional del número de objetos, tanto estelares como subestelares, que se forman por intervalo de masa en una determinada región. El conocimiento preciso de la forma y de las masas límite de la función inicial de masa (IMF, del inglés *Initial Mass Function*), y de sus variaciones en distintos medios de formación estelar, es crítico para prácticamente todos los aspectos de las poblaciones y formación estelares y subestelares y de la evolución galáctica. Las últimas décadas del siglo pasado mostraron un enorme progreso en la determinación de la IMF local (en el vecindario solar, en cúmulos cercanos y en distintas regiones de la Vía Láctea y de galaxias jóvenes del Grupo Local), y los resultados de una gran variedad de acercamientos a su estudio parecen converger a una formulación común de la función de masa, mediante un solapamiento de leyes de potencias. Comprobar la universalidad de la IMF es uno de los grandes desafíos de la Astrofísica para el nuevo siglo.

Han pasado más de 50 años desde que Salpeter (1955) publicara su influyente investigación acerca de la IMF en el vecindario solar. La extraordinaria durabilidad de este trabajo (la IMF de Salpeter permanece como la parametrización por defecto elegida en la mayoría de los modelos de población estelar de hoy en día) parece indicar erróneamente que es un problema resuelto, y que la incertidumbre en la IMF es un pequeño detalle comparado con otros problemas mayores en la formación estelar y en la evolución galáctica. La realidad es que la determinación precisa de la IMF y de su variación es crucial para entender un amplio abanico de problemas fundamentales en Astrofísica: formación estelar en la Vía Láctea y en galaxias exteriores, evolución química y nucleosíntesis, formación y evolución dinámica de cúmulos estelares, población de restos estelares, ritmo de formación de supernovas en galaxias, balance energético y de fases del medio interestelar (ISM), cocientes materia-radiación en galaxias y el problema de la materia oscura, interpretación de

Tabla 1.4: Búsquedas de objetos subestelares en cúmulos estelares jóvenes^a.

Nombre	Dist. (pc)	Edad (Ma)	Referencia(s)
Serpens	~400	~1	Eiroa & Casali 1992; Hogerheijde et al. 1999; Kaas 1999; Klotz et al. 2004
Orion Nebula Cluster	~450	~1	Hillenbrandt & Carpenter 2000; Lucas & Roche 2000; Muench et al. 2001; Preibisch et al. 2005
R Coronae Australis	140±20	~1	Willing et al. 1997; Olofsson et al. 1999; López Martí et al. 2005
MBM 12	~65	~1	Pound & Blitz 1993; Jayawardhana et al. 2001; Luhman & Steeghs 2004
S Monocerotis	340±110	0.1–3	Lamm et al. 2004; Sung, Bessel & Chun 2004
ρ Ophiuchi	129±6	~0.3–1	Rieke & Rieke 1990; Luhman et al. 1997; Willing et al. 1999; Bontemps et al. 2001
IC 348	260±20	~2	Luhman et al. 1998b; Najita et al. 2000; Preibisch & Zinnecker 2001; Muench et al. 2003
Taurus-Auriga	~140	~1–2	Briceño et al. 1998; Luhman 2000, 2004b; Martín et al. 2001c; Luhman et al. 2003; White & Basri 2003
Chamaeleon I+II	140–160	1–10	Neuhäuser & Comerón 1998; Comerón et al. 1999, 2000
γ^2 Velorum	360–490	2–6	Pozzo et al. 2000
$\sigma + \epsilon$ Orionis	360±70	~3	Béjar et al. 1999, 2001, 2003; Zapatero Osorio et al. 2000
NGC 2024	~415	~5	Comerón et al. 1996
Upper Scorpius	145±2	~5	Preibisch & Zinnecker 1999; Ardila et al. 2000; Martín et al. 2004
λ Orionis	~320	~5	Barrado y Navascués et al. 2004b
TW Hydrae	~50	~10	Webb et al. 1999; Lowrance et al. 1999; Gizis 2002
IC 2391	146±5	53±5	Barrado y Navascués 1999; Barrado y Navascués et al. 2001c
NGC 2547	430 ⁺⁶⁰ ₋₅₀	30–50	Jeffries & Tolley 1998; Oliveira et al. 2003; Jeffries et al. 2004
α Persei	190±7	90±10	Stauffer et al. 1999; Basri & Martín 1999a; Barrado y Navascués et al. 2002b
Pleiades (Melotte 22)	118±3	~125	Rebolo et al. 1995, 1996; Bouvier et al. 1998; Stauffer et al. 1998b; Martín et al. 1996, 1998a; Zapatero Osorio et al. 1997a,b, 1999a; Moraux et al. 2003
NGC 2516	390	~141	Jeffries et al. 1997, 2001
M 35	~800	~150	Barrado y Navascués et al. 2001c; von Hippel et al. 2002
Praesepe (Melotte 88)	180 ⁺¹¹ ₋₁₀	~600	Hambly et al. 1995; Williams et al. 1995; Pinfield et al. 1997; Hodgkin et al. 1999
Hyades (Melotte 25)	46.3±0.3	620±50	Leggett & Hawkins 1989; Reid & Hawley 1999; Gizis et al. 1999; Dobbie et al. 2002

^a: Nombre del cúmulo (ordenado por edad), distancia en parsecs, edad en millones de años y referencias de las primeras búsquedas o que hayan marcado un referente en su estudio.

las observaciones de galaxias distantes, modelos de evolución y formación galáctica y tests cosmológicos.

Salpeter (1955) utilizó información disponible en su época sobre la función de luminosidad de estrellas del campo y sobre las vidas estelares para derivar una “función de masas original” estelar. Salpeter encontró que esta función se representaba bien mediante una ley de potencias en el rango 0.3–10 $M_{\odot}$, el intervalo en el que la función de luminosidad visual es útil. Transformando las expresiones de Salpeter (1955) para representar la función inicial de masa a la nomenclatura adoptada por Scalo (1986), la dependencia funcional del número de estrellas formadas por intervalo de masa y por unidad de volumen se puede escribir de la forma:

$$\frac{\Delta N}{\Delta M} \approx a M^{\gamma} \quad \gamma \sim -2.35 \quad (\alpha \equiv -\gamma), \quad (1.2)$$

o bien, en forma logarítmica:

$$\frac{\Delta(\log N)}{\Delta(\log M)} \approx A M^\Gamma \quad \Gamma \sim -1.35 \quad (\alpha \equiv 1 - \Gamma). \quad (1.3)$$

Aunque la formulación mediante leyes de potencias de la IMF introducida por Salpeter ha sido adoptada casi universalmente desde su publicación, nunca se ha adoptado una nomenclatura uniforme, lo que ha provocado una confusión sin final en el campo. La nomenclatura usada en las dos ecuaciones anteriores es la adoptada por Scalo (1986), cuyo uso común está revirtiendo en un beneficio para la comunidad científica. También se ha definido el parámetro α , bastante usado en la práctica.

El segundo artículo fundamental, de Scalo (1986), representa la culminación de una década de reevaluación de la IMF, esbozada por primera vez en Miller & Scalo (1979). La *magnum opus* de Scalo (1986) ha quedado como una de las referencias más importantes sobre la IMF y la metodología e incertidumbres asociadas a su medida⁸. El resultado más importante del trabajo de Scalo fue la demostración convincente de que una ley de potencias sencilla no puede reproducir la forma de la IMF en todo el rango de masas estelares. Una función log-normal proporciona una representación general mucho mejor (pero sólo aproximadamente), con una fuerte bajada gradual en la IMF a bajas masas ($M \leq 0.5 M_\odot$) y un escalonamiento de la función en relación a la IMF de Salpeter para $M \gg 1 M_\odot$. La IMF local compuesta no parece ajustarse bien mediante una función analítica simple, y cualquier representación en términos de múltiples leyes de potencias o incluso de funciones log-normales es como mucho una burda aproximación. Para muchas aplicaciones, sólo el cociente entre estrellas de gran y de baja masa o la relación masa-luminosidad son relevantes, y para tales aplicaciones una sencilla función de ley de potencias puede ser adecuada.

Para calcular la IMF, uno debe corregir de la segregación de masas (y evaporación final) de miembros de baja masa causada por el medio del cúmulo. En ocasiones se calcula también la IMF de primarias, corrigiendo de las binarias no detectadas (y eliminar las binarias lejanas). Como estas correcciones son aún difíciles de aplicar, simplemente se habla de función de masa. Por supuesto, no se observa la función de masa directamente, sino más bien la función de luminosidad. Posteriormente, modelos teóricos contrastados con observaciones independientes de luminosidad y masa permiten la conversión a la función de masa.

La función de masa hasta el dominio subestelar se ha estudiado en algunos cúmulos abiertos jóvenes, especialmente los que han sufrido o sufren una formación estelar muy reciente y son relativamente cercanos. Estos estudios apuntan a una disminución de la pendiente en la ley de potencias según se investigan masas cada vez menores. Aún así, las búsquedas más profundas indican que la función de masa no llega a aplanarse completamente, sino que sigue siendo levemente creciente, incluso dentro del dominio de masas planetarias. Para masas entre ~ 0.1 y $\sim 0.01 M_\odot$, algunas búsquedas en cúmulos abiertos jóvenes han encontrado que el exponente α variaba en el rango 0.4–1.0 (Zapatero Osorio et al. 1997a,b; Bouvier et al. 1998; Hillenbrand & Carpenter 2000; Luhman et al. 2000; Martín et al. 2000b; Najita, Tiede & Carr 2000; Béjar et al. 2001; Moraux et al. 2003; y

⁸*Magnum opus*: ¡278 páginas!, un volumen entero del *Fundamentals of Cosmic Physics*. Por cierto, prácticamente inencontrable: el ADS no tiene copia electrónica y en Canarias sólo existe una fotocopia del volumen conseguida a través del Observatoire de Paris...

un largo etcétera). El número de objetos subestelares en cada cúmulo, o en el campo, es todavía pequeño. Las incertidumbres estadísticas aún son grandes, y no es posible discernir si hay variaciones significativas de la IMF de una región a otra. Hay autores que opinan que tanto la IMF es muy uniforme de un lugar a otro (Kroupa 2002) como que la IMF varía si cambian las condiciones de formación estelar (Luhman 2000). El objetivo a largo plazo de la búsqueda de enanas marrones en cúmulos estelares jóvenes es descubrir si hay una dependencia de la función inicial de masa subestelar en cúmulos con diferentes parámetros básicos, como la metalicidad, densidad estelar y del medio o la existencia de una asociación OB central.

1.4.3 Metodología de para calcular IMF subestelares en cúmulos

Las búsquedas fotométricas profundas en cúmulos, como la descrita en el Capítulo 6 de esta memoria de Tesis, requieren un esfuerzo observacional considerable porque los objetos de más baja masa son extraordinariamente débiles. La secuencia deseable de una búsqueda en el óptico y en el infrarrojo cercano para derivar una función de masa en el dominio de los objetos menos masivos sería la siguiente:

- Obtención de imágenes muy profundas en el óptico en un área suficientemente grande de un cúmulo o asociación estelar joven. Los objetos que se quieren detectar son rojos, con el máximo de emisión en el infrarrojo cercano y poco flujo emitido hacia el azul (los menos masivos son prácticamente indetectables en las bandas UBV con telescopios de clase 3–4 m), por lo que la observación en las bandas I o Z sería a priori preferible a hacerlo en la banda R . El tiempo necesario para obtener una buena fotometría de los objetos menos masivos en la banda R hace prohibitivo el uso de esta banda. La eficiencia de los detectores, tanto en el óptico como en el infrarrojo cercano, decrece en la banda Z . Sin embargo, la pérdida de eficiencia, de ~ 1 mag con la Wide Field Camera en el Isaac Newton Telescope, por ejemplo, se ve compensada por el aumento de luminosidad de los objetos más fríos, de tipo espectral L, que poseen $I - Z > 1.0$ mag en general. Su función de transmisión depende del filtro usado en particular (Z , z , z' , etc.) y de la eficiencia cuántica del propio detector. Ello, añadido a la dificultad de la calibración en la banda por la ausencia de estrellas estándares y de secuencias fotométricas teóricas para una edad determinada (isocronas), hace el uso de la banda I más recomendable. Un filtro ancho estándar, como el I de Johnson, facilita además la calibración fotométrica.
- Obtención de imágenes en al menos una banda del infrarrojo cercano de la profundidad adecuada en un área que solape completamente con la búsqueda óptica. Por adecuada se considera que exista una justificación válida de la profundidad que se pretende alcanzar. Con un ejemplo numérico, si se desea detectar enanas T tempranas ($I - J \sim 4$ mag) en un cúmulo joven en el que, dados su edad y su distancia, los modelos teóricos predicen que tales enanas T tendrían una magnitud aparente $I \sim 24$, entonces la búsqueda J debe alcanzar $J \sim 20$. De entre las bandas infrarrojas, todas ellas con eficiencias cuánticas muy similares, la J es la menos afectada por el fondo de cielo. Si la calidad del cielo en el infrarrojo del observatorio es alta, la banda H también sería adecuada para la detección de objetos con $J - H \sim 0.5$ mag o mayor.

- Selección de candidatos fotométricos. Una vez obtenida la fotometría en al menos dos bandas, se seleccionan los objetos más rojos para una magnitud dada en un diagrama color-magnitud. Se suele ayudar de isocronas teóricas que marcan la posible secuencia de la población del cúmulo, si se sabe su edad, o incluso de la secuencia marcada por objetos catalogados como miembros del cúmulo en búsquedas anteriores, a ser posible confirmados espectroscópicamente.
- Seguimiento fotométrico en el infrarrojo cercano más rojo. El uso de al menos dos bandas infrarrojas, además de la banda óptica, facilita el reconocimiento como contaminantes de objetos preseleccionados en una búsqueda con sólo dos filtros (p.e. IJ). Estos contaminantes suelen identificarse como enanas M de fondo, galaxias extremadamente enrojecidas, objetos del Sistema Solar con altos movimientos propios o defectos con apariencia estelar en las imágenes de una de las dos bandas. En capítulos posteriores de esta memoria de Tesis se verán algunos ejemplos de posibles contaminantes. Como segunda banda infrarroja a utilizar, la elección depende de los tipos espectrales de los objetos que se esperan detectar. La combinación JH , con fondos de cielo más bajos que en la banda K , sería la adecuada para la detección de enanas T. Sin embargo, para la detección de enanas L es más útil la combinación JK , ya que el color $J - K$ es mejor discriminador que el $J - H$ en estos tipos espectrales. La elección final entre H y K dependerá de la eficiencia del instrumento considerado o la calidad del cielo del observatorio en cada banda, y de si se desea detectar objetos de tipo espectral L tardío, con $J - K > 1.5$ mag. Se recomienda el uso de la banda K_s en vez de K o K' , ya que las observaciones realizadas con aquella son fácilmente calibrables fotométricamente con los datos ofrecidos por Two-Micron All-Sky Survey (2MASS). Nótese que en esta etapa ya no es necesario el modo búsqueda, sino que basta con observaciones puntuales de objetos seleccionados en la búsqueda IJ (o IH). Los datos muy recientes de Spitzer Space Telescope a más de $3.5 \mu\text{m}$ están resultando ser muy útiles también para este paso.
- Obtención de espectros. En el caso de cúmulos a moderada distancia, como σ Orionis, la espectroscopia óptica de los objetos con tipos L muy tardíos y T es difícil con la instrumentación disponible en la actualidad, ya que requiere bastante tiempo de observación en telescopios de clase 8 y 10 m. Por tanto, es necesaria la espectroscopia en el infrarrojo cercano para determinar el tipo espectral y la clase de luminosidad de los candidatos más débiles seleccionados en la búsqueda fotométrica óptico-infrarroja. Para la determinación del tipo es suficiente tomar espectroscopia de baja resolución, en bandas ZJ o HK , ya que las bandas de absorción características de cada tipo son fácilmente apreciables⁹. Sería deseable tomar además espectroscopia de alta resolución para detectar rasgos de baja gravedad (ensanchamiento diferencial de las líneas alcalinas respecto a las enanas de campo del mismo tipo espectral). Para los objetos más masivos es en general más sencillo detectar rasgos espectrales de juventud en el

⁹En particular, el instrumento ideal para la estimación del tipo espectral será EMIR en el Gran Telescopio Canarias, si finalmente dispone de un prisma Amici como el ofrecido para la cámara NICS en el Telescopio Nazionale Galileo (además de su capacidad multiobjeto, muy interesante al estudiar en cúmulos densamente poblados). Con un prisma Amici se puede realizar espectroscopia infrarroja de muy baja resolución, cubriendo las bandas JHK simultáneamente, lo que permite estimar con fiabilidad el tipo espectral.

óptico, ya que sus espectros ópticos suelen mostrar la línea de $H\alpha$ en emisión (a veces muy intensa), $\text{Li I } \lambda 6707.8 \text{ \AA}$ en absorción, líneas alcalinas más débiles e incluso líneas de emisión prohibidas, asociadas a la existencia de acreción desde un disco.

- Derivación de la masa para cada objeto con pertenencia confirmada al cúmulo y construcción de un espectro de masa. Como último y definitivo paso, algunos autores estiman el exponente de la ley de potencias que usualmente se suele aplicar a rangos de masas en el dominio estelar. La derivación de la masa es posiblemente el punto más crítico de todo el proceso, ya que se utilizan los modelos teóricos más recientes, pero que aún no están completamente probados ni a edades muy jóvenes ni a temperaturas efectivas muy frías.

Es recomendable, también, que las búsquedas fotométricas ópticas e infrarrojas se realicen lo más cercanas posible en el tiempo, ya que a edades de unos pocos millones de años un elevado porcentaje de los objetos son variables, especialmente en el óptico. Esta variabilidad fotométrica, que puede mostrar distintas escalas temporales, puede hacer variar sus colores (p.e., $I - J$) y provocar que los objetos más variables no sean seleccionados (véase más detalles en los Capítulos 7 y 8). En principio, es indiferente el orden en que se toman los datos ópticos e infrarrojos. Evidentemente, ambas búsquedas se planean de forma simultánea, y se diseñan de manera que exista un compromiso entre la viabilidad del proyecto (magnitudes límite que se espera alcanzar, tiempo necesario de observación, acceso a cámaras de campo ancho en telescopios de mediana y gran apertura) y el área a cubrir. En este área, predefinida desde el comienzo de las búsquedas, deben ser detectados suficientes objetos como para construir un espectro de masa con suficiente resolución en el eje de las masas. Aumentar la profundidad de una búsqueda a costa de cubrir un menor área sólo tiene sentido si esa minibúsqueda (*pencil beam*, “haz de lápiz”) se entiende como un sondeo de la región hasta masas no detectadas hasta el momento, y no como un estudio completo de la función de masa.

1.5 Compañeros ultrafríos de estrellas, multiplicidad de enanas L y T y discos circunsubestelares

Las estrellas se forman frecuentemente en sistemas múltiples; los objetos subestelares también. Los objetos subestelares no sólo se encuentran aislados, flotando libremente, sino también en órbita alrededor de estrellas y formando parte de sistemas binarios de muy baja masa.

1.5.1 Compañeros ultrafríos de estrellas

En las búsquedas de compañeros subestelares en torno a estrellas de la vecindad solar se han usado hasta ahora multitud de técnicas: velocidad radial (mediante espectroscopia de alta resolución de estrellas cercanas), interferometrías Speckle o de pequeña base (especialmente con VLTI—*The Very Large Telescope Interferometer*—), detección de tránsitos (OGLE, TrES, etc.), astrometría (especialmente con *HIPPARCOS*), imagen directa desde el espacio (p.e., con el Fine Guidance Sensor del Hubble Space Telescope), coronografía (con programas pasados o en marcha en los telescopios Keck o Subaru) o imagen directa con sistemas de

óptica adaptativa. Las búsquedas que usan sistemas coronográficos o de óptica adaptativa (OA) en telescopios de apertura grande o intermedia, como las que se van a describir en los Capítulos 5 y 9 de esta memoria de Tesis, son complementarias a otras, en particular a las efectuadas con la técnica Doppler. Las búsquedas por velocidad radial son insensibles a las pequeñas perturbaciones gravitacionales que los exoplanetas gigantes más masivos en órbitas muy lejanas, a más de 10 AU, producen sobre sus estrellas primarias. Sin embargo, con los sistemas de OA es posible estudiar en los casos más favorables distancias de unas pocas decenas de unidades astronómicas de los objetos centrales. Los métodos astrométrico e interferométrico, como los presentados en las misiones espaciales SIM (Space Interferometry Mission) o Gaia (Global Astrometric Interferometer for Astrophysics) llenarán este vacío que sólo ocupan hasta ahora la coronografía y la OA.

Tabla 1.5: Sistemas estelares múltiples detectados directamente en los que al menos uno de los componentes es una enana marrón o una enana L y/o T^a.

Nombre (abreviado)	Tipo espec.	M ₂ /M ₁	Δ (AU)	Referencia
15 Sge AB	G1V+ L4.5	≤0.1	14	Liu
HD 49197 AB	F4V+ L4	≤0.05	43	MH
HD 130948 ABC	G2V+ L4+L4	~0.05	47.1	PG
GJ 229AB	M1V+ T6.5	~0.1	44.9	N
GJ 569ABab	K2.5V+ M8.5+M9.0	~0.1	49	FM
TWA 5AabB	M1.5TT+(8.5)+M1.5TT	~0.04	108	LWN
GD 165AB	DA4+ L4	< 0.08	110	Be
GJ 1001ABab	M4+ L5+L5?	~0.13	180	Go
η Tel (HR 7329)AB	A0Vn+(M7-8)	<0.01	200	LG
GG Tau AabBab	K7+M0.5+M5V+ M7	0.056	1400-207	Wh
GJ 1048AB	K2V+ L1	<0.11	250	Gi
CD-52 381AB	K3V+M9.5	≤0.05	310	C
G 196-3AB	M2.5V+ L2	~0.05	340	R
LP 261-75B	M: + L6	—	820	KVB
GJ 337ABCab	G8V+K1V+ L8+L8?	≤0.04	881	Wi
GJ 618.1AB	M0V+ L2.5	≤0.12	1090	Wi
G 124-62ABab	M4.5+ L0.5+L0.5?	~0.4:	~1300	Se
ε Indi ABab	K5V+ T1+T6	~0.07	1459	Sc
GJ 570ABCD	K4V+M1.5V+M3+ T8	~0.07	1525-1385	Bu
GJ 417AB	G0V+ L4.5	~0.035	2000	K
HD 89744 AabB	F7IV-V+ExoPG+ L0	≤0.06	2460	Wi
GJ 584ABC	G1V+G3V+ L8	~0.060	~3600	K

^a: Se especifican el nombre abreviado, los tipos espectrales, el cociente de masas, la separación proyectada en unidades astronómicas y la(s) referencias(s). Los sistemas están ordenados de menor a mayor separación proyectada. Véase como comparación la Tabla 1.7, en la que aparecen sistemas binarios de enanas marrones, L y T. Referencias: (Liu) Liu et al. 2002; (MH) Metchev & Hillenbrand 2004; (PG) Potter et al. 2002; Goto et al. 2002; (N) Nakajima et al. 1995 (FM) Forrest et al. 1988; Martín et al. 2000a (LWN) Lowrance et al. 1999; Webb et al. 1999; Neuhäuser et al. 2000b; (Be) Becklin & Zuckerman 1988; (Go) Goldman et al. 1999; (LG) Lowrance et al. 2000; Guenther et al. 2001; (Gi) Gizis, Kirkpatrick & Wilson 2001; (Wh) White et al. 1999; (C) Chauvin et al. 2005a; (R) Rebolo et al. 1998; (KVB) Kirkpatrick et al. 2000; Vrba et al. 2004; Burgasser, Kirkpatrick & Lowrance 2005; (Wi) Wilson et al. 2001; (Se) Seifahrt et al. 2005; (Sc) Scholz et al. 2003; (Bu) Burgasser et al. 2000a; (K) Kirkpatrick et al. 2001a.

Los cocientes de masas entre el miembro subestelar y la estrella primaria en los sistemas descubiertos directamente hasta hoy (diciembre de 2005) varían entre unas pocas milésimas y una décima, mientras que las separaciones orbitales están entre 15 y ~4000 AU. A pesar

de esta aparente diversidad, la presencia de objetos subestelares es fuertemente dependiente de los parámetros anteriores. En la Tabla 1.5 se muestran los sistemas estelares múltiples en los que al menos uno de los componentes es una enana L o T o una enana marrón. Nótese la gran frecuencia de sistemas múltiples, de hasta cinco miembros. Todos los objetos de la Tabla se han detectado o bien en búsquedas con coronografía u OA particularizadas a estrellas de la vecindad solar (los objetos a menores separaciones angulares) o bien dentro de búsquedas generales en todo el cielo (los objetos a mayores separaciones)¹⁰.

En la Tabla 1.6 se muestran también algunos candidatos a enanas marrones detectados por técnicas Doppler con masas mínimas mayores que $10 M_{\text{Jup}}$. La masa real de HD 10697 b se ha podido determinar mediante astrometría *HIPPARCOS* ($38 \pm 13 M_{\text{Jup}}$; Zucker & Mazeh 2000; Han et al. 2001). Es interesante destacar el sistema cuádruple jerárquico HD 41004: un sistema estelar doble formado por una estrella K2V y otra M4V, alrededor de las que orbitan un exoplaneta de $M_2 \sin i = 2.3 M_{\text{Jup}}$ y una enana marrón de $M_2 \sin i = 19 M_{\text{Jup}}$, respectivamente¹¹.

1.5.2 Multiplicidad de enanas L y T

La frecuencia de binariedad decrece monótonamente con la masa de la primaria: 70% para las estrellas OB (Preibisch et al. 2001), 57% para las estrellas de tipo G en la secuencia principal (Duquennoy & Mayor 1991; $\Delta \geq 3$ AU) y 30–40% para las enanas M (Fischer & Marcy 1992; Reid & Gizis 1997; Marchal et al. 2003). Las frecuencias de binariedad de M tardías en cúmulos jóvenes, como las Pléyades, IC 348 o Chamaeleon I son discrepantes, pero por debajo de la frecuencia de las estrellas de tipo solar (46% –Steele & Jameson 1995–, 8% –Najita et al. 2000– y 18–27% –Neuhäuser et al. 2002–, respectivamente).

En la Tabla 1.7 se muestran los sistemas binarios de enanas marrones y enanas de tipos espectrales L y T publicados en la bibliografía. La mayoría de estos estudios se han realizado con Hubble Space Telescope (p.e., Allen et al. 2003; Bouy et al. 2003) o con sistemas de óptica adaptativa en telescopios de clase 8–10 m. Los candidatos a exoplanetas 2M1207–

¹⁰Hay dos sistemas no incluidos en esta recopilación. Uno es el sistema formado por una estrella de muy baja masa, LHS 2397, de unas $0.090 M_{\odot}$ y una enana L7.5 de unas $0.068 M_{\odot}$ (Close et al. 2003; Freed et al. 2003). La constancia de velocidad radial medida por Guenther & Wuchterl (2003) no impone restricciones a su existencia, ya que el periodo orbital esperado del sistema es mucho mayor que el intervalo temporal estudiado por Guenther & Wuchterl (30–52 d). Dado su cociente de masas cercano a uno, se muestra en la Tabla 1.7 de sistemas binarios ultrafríos. El otro sistema es GJ 86AabB, formado por una estrella K1V, un exoplaneta gigante y un candidato a enana de tipo T detectado por Els et al. (2001), que resultó ser una enana blanca de 5000 ± 500 K a 18.8 AU de la primaria (Mugrauer & Neuhäuser 2005).

¹¹Para la construcción de la Tabla no se han tenido en cuenta los dos hipotéticos objetos similares a enanas marrones alrededor de las variables cataclísmicas LL Andromedae y EF Eridani (Howell & Ciardi 2001), ni el candidato detectado por velocidad radial HD 89707 b (Duquennoy & Mayor 1991; Halbwachs et al. 2000), ya que poseen masas estimadas cercanas o superiores al límite de subestelaridad. Asimismo, ν And d, aunque posee una masa mínima de $3.75 M_{\text{Jup}}$, ha sido propuesto como candidata a enana marrón por la elevada inclinación astrométrica de su órbita (Butler et al. 1997; Mazeh et al. 1999; Han et al. 2001). La variaciones astrométricas se deben probablemente a la M4.5 detectada posteriormente, a ~ 750 AU (Lowrance et al. 2002). GJ 577BC (dos $\sim M_5$ a 240 AU de una estrella G5V –Lowrance 2001; McCarthy et al. 2001; Mugrauer et al. 2004; Lowrance et al. 2005), GJ 4287B (una M9.5 a 640 AU de una M0V doble –Kirkpatrick et al. 2001b; Burgasser, Kirkpatrick & Lowrance 2005) y GJ 2005BC (LHS 1070BC, una M8.5 y una M9.0 muy próximas entre sí, orbitando alrededor de una M5.5, a su vez con un compañero visual débil muy próximo –Leinert et al. 1994, 2001; Henry et al. 1999) tampoco se han tenido en cuenta.

Tabla 1.6: Sistemas estelares múltiples en los que uno de los componentes es probablemente una enana marrón ($M_2 \sin i \gtrsim 10 M_{\text{Jup}}$) detectada por velocidad radial^a.

Nombre (abreviado)	Tipo espec.	M_2/M_1	Δ (AU)	Referencia
HD 41004 AabBab	K0V+EP+M4V+ BD	0.04–0.06	0.017	SZ
HD 162020 ab	K2V+ BD	0.019	0.072	Ud
HD 114762 ab	F9V+ BD	0.013	0.3	La
HD 220206 ab	G6V+ BD	0.014	0.83	Ud
HD 13189 ab	K2II+ BD	~ 0.003	1.85	Ha
HD 10697 ab	G5IV+ BD	0.035	2.13	VZ
HD 136118 ab	F9V+ BD	0.009	2.3	Fi
HD 168843 abc	G5V+EP+ BD	0.016	2.87	Ud
HD 39091 ab	G1IV+ BD	0.009	3.29	Jo
HD 38529 abc	G4IV+EP+ BD	0.009	3.68	FF

^a: Se especifican el nombre abreviado, los tipos espectrales, el cociente de masas, la separación proyectada en unidades astronómicas y la(s) referencia(s). HD 10697 ab posee una masa mínima menor que $10 M_{\text{Jup}}$, pero su masa real ha sido determinada astrométricamente en el rango de las enanas marrones. “EP” y “BD” simbolizan a un exoplaneta gigante y a una enana marrón detectados por el método de velocidad radial, respectivamente. Los sistemas están ordenados de menor a mayor separación. Referencias: (SZ) Santos et al. 2002; Zucker et al. 2004; (Ud) Udry et al. 2003; (La) Latham et al. 1989; (Ha) Hatzes et al. 2005; (VZ) Vogt et al. 2000; Zucker & Mazeh 2000; (Fi) Fischer et al. 2002; (Jo) Jones et al. 2001; (FF) Fischer et al. 2001, 2003.

39b, AB Pic b y GQ Lup b se mostraron en la Tabla 1.3 ⁽¹²⁾.

Los estudios más recientes de detección de sistemas binarios en función del tipo espectral apuntan a frecuencias de $\sim 15\%$ en las enanas M tardías y L tempranas (Close et al. 2003; Siegler et al. 2005), del 10–15% en las L tardías (Reid et al. 2001; Bouy et al. 2003; Gizis et al. 2003) y del 10% en las enanas T (Burgasser et al. 2003). Bate et al. (2002) encontraron en sus simulaciones hidrodinámicas una baja frecuencia de binariedad (menor del $\sim 5\%$), que contrasta con los resultados observacionales.

Mientras que en los sistemas binarios con enanas G la mediana de la separación obtenida por velocidad radial es de ~ 23 AU, la gran mayoría de las enanas L y T está separada de su compañera por 5–10 AU. Todas las separaciones físicas proyectadas son menores de 15 AU, excepto por dos sistemas subestelares binarios de amplia separación (centenas de AU):

¹²Algunos sistemas no han sido insertados en la Tabla 1.7 debido a su no probada binariedad o subestelaridad. Así, la enana L0 2M0345+25 fue propuesta como binaria espectroscópica, pero observaciones más recientes indican que probablemente sea una enana aislada. Los ángulos de posición y las separaciones entre un hipotético compañero de masa planetaria alrededor de TWA-7 y esta estrella T Tauri son más consistentes con que TWA-7B sea un objeto de fondo (Neuhäuser et al. 2000a). El sistema CFHT-PL-18 en la dirección de las Pléyades es posiblemente un sistema binario de dos estrellas de baja masa M8 no asociado al cúmulo. Se ha inferido también la binariedad de CFHT-PL-16 y HHJ 6 en base a su posición en el diagrama M_{I_c} vs. $(I_c - K)_0$ de las Pléyades, pero no han sido resueltas por el Hubble Space Telescope (Martín et al. 2000b). 2M2206–20AB es un sistema binario de una M8.0 y una M8.5 separadas 4.1 ± 1.1 UA, siendo ambas masas del orden de $90 M_{\text{Jup}}$ (Close et al. 2002b), por lo que se las considera un sistema doble estelar. Hay muchos más ejemplos similares a este, como 2M1847+55, LP 415-20 o 2M1311+80. Neuhäuser et al. (2002) presentaron un candidato a objeto de entre 3 y $15 M_{\text{Jup}}$ alrededor de la enana M6 Chamaeleon H α 5, a la vez que mostraron indicaciones de que otra enana de la nube molecular Chamaeleon I, Cha H α 2, es en realidad un sistema binario cuyos componentes, separados ~ 30 AU, están muy cerca del límite de subestelaridad. La enana L1 DE1441–09 podría ser otro sistema binario con un cociente de masas cercano a la unidad (Stephens et al. 2001), así como el objeto de tipo espectral L1.5 S Ori 47.

2M1101–77AB en Chamaeleon I (Luhman 2004a) y, sobre todo, DE0551–44AB en el campo (Billères et al. 2005). El candidato a sistema doble IC348a 013-06, embebido en el interior de un cúmulo que le da nombre, no ha sido confirmado mediante imágenes de segunda época (Najita et al. 2000). Las simulaciones de Bate et al. (2002) predijeron que los sistemas binarios de enanas marrones deben ser muy cercanos, con separaciones menores de ~ 10 AU.

Burgasser et al. (2005) encontraron la evidencia de que la fracción de enanas marrones binarias es mayor en sistemas múltiples estrella-enana marrón con separaciones ≥ 100 AU que en enanas marrones de campo. Cuantificaron tales frecuencias en 45^{+15}_{-13} y $18^{+7}_{-4}\%$, y especularon en las posibles razones para esta diferencia, que incluían la posibilidad de que las interacciones dinámicas (eyección) que formaran los sistemas estrella-enana marrón retienen preferiblemente secundarias binarias por su mayor masa combinada y/o por su capacidad para absorber momento angular.

1.5.3 Discos circunsubestelares

Las mismas simulaciones teóricas proporcionan información acerca de la frecuencia y tamaño de los discos circunsubestelares. Bate et al. (2003) encontraron numéricamente que las enanas marrones con discos circunestelares grandes (mayores que ~ 10 AU) son raras ($\sim 5\%$). Un resultado similar fue encontrado por Reipurth & Clarke (2001) como límite máximo de enanas marrones expulsados con restos diluidos de sus discos.

Hay evidencias observacionales de la existencia de discos en enanas marrones. De acuerdo con el escenario estándar de las estrellas T Tauri clásicas, las líneas de emisión de $H\alpha$ anchas están causadas por el flujo de acreción de gas en caída libre. El gas en caída, en este caso, es acretado durante las etapas tempranas de la formación estelar sobre el disco o en la base de columnas de acreción magnéticas a altas latitudes sobre la superficie estelar (Königl 1991, y referencias allí citadas). Algunos autores han sugerido la extrapolación de este escenario a objetos por debajo de la masa límite estelar/subestelar. Las evidencias de discos de acreción, envolturas de polvo y la existencia de una fase quasi-T Tauri en enanas marrones jóvenes ha sido confirmada en cúmulos jóvenes y regiones de formación estelar, tales como ρ Ophiuchi (Wilking, Greene & Meyer 1999; Testi et al. 2002; Natta et al. 2002), el Trapecio (Muench et al. 2001), Chamaeleon I (Natta & Testi 2001; Persi et al. 2001; Jayawardhana, Mohanty & Basri 2002b), R Coronae Australis (Fernández & Comerón 2001; Barrado y Navascués, Mohanty & Jayawardhana 2004a), IC 348 (Jayawardhana, Mohanty & Basri 2003), Lupus 3 (Comerón et al. 2003), TW Hydrae (Mohanty, Jayawardhana & Barrado y Navascués 2003) y σ Orionis (Oliveira et al. 2002, 2003; Zapatero Osorio et al. 2002a, 2002b; Barrado y Navascués et al. 2002a; Muzerolle et al. 2003). Estos discos circun(sub)estelares, aparentemente comunes, podrían dar lugar a la formación de sistemas planetarios, en cierto sentido parecidos a los sistemas de satélites en torno a Júpiter y al resto de planetas gigantes de nuestro Sistema Solar. Se han detectado variaciones de la velocidad radial en algunos candidatos a enanas marrones en Chamaeleon I que podrían deberse al tirón gravitacional de un compañero planetario gigante extremadamente próximo (Joergens & Guenther 2001). No parece existir ningún impedimento físico para que, a partir de tales discos, se formen compañeros de más baja masa, a modo de planetas o satélites de tipo terrestre.

Tabla 1.7: Sistemas binarios de enanas marrones, L y/o T.

Nombre (abreviado)	Tipo espec.	M_2/M_1	Δ (AU)	Referencia
PPL 15AB	M7+M8	0.85	0.03	Ba
GJ 1001Bab	L5+L5?	0.8	1.0	Go
GJ 569Bab	M8.5V+M9V	~ 1	1.0	FM
SD2336-00AB	L1?+L4?	0.94	1.1?	Bo3
2M1112+35AB	L4+L6	0.96	1.5	Bo3
2M1534-30AB	T5.5+T5.5	1.0	1.8	Bu
2M0856+22AB	L5?+L8?	0.90	2.0	Bo3
DE1859-37AB	L0+L3	0.90	2.0	Bo3
HD 130948BC	L4+L4	~ 1	2.4	PG
ϵ Indi Bab	T1+T6	0.64	2.6	Mc
2M0746+20AB	L0.0+L1.5	0.78	2.7	RCB
2M1047+40AB	M8+L0	0.91	2.7	RC
DE0357-44AB	L2+L4	0.95	2.8	BG
2M0920+35AB	L6.5+L6.5	0.95	3.2	Re
2M1728+39AB	L7+L8	0.96	3.7	BG
LHS 2397AB	M8.0+L7.5	0.76	3.9	CF
2M1426+15AB	M8.5+L1	0.86	3.9	Cl
2M2140+16AB	M9+L2	0.85	3.9	Cl
2M0850+10AB	L6+L8	0.80	4.4	Re
2M1750+44AB	M7.5+L0	0.88	4.8	Si3
DE1228-15AB	L5+L5	1.0	4.9	KM
2M1600+17AB	L1+L3	0.95	5.0	BG
2M1239+55AB	L5+L5	1.0	5.1	BG
Kelu 1 AB	L2V+L4V	~ 0.9	5.4	Liu
2M0429-31AB	M7.5+L1	0.84	6.0	Si5
IPMBD 29 AB	L1+L4	0.84	7.2	Ma
2M1146+22AB	L3+L3	1.0	7.6	Ko
CFHT-P1-12	M8+L4	0.70	7.8	Ma
DE0205-11ABC	L5+L8+T0	1.0	9.2	KB
2M2101+17AB	L7+L8	0.96	9.6	BG
DE1859-39AB	M8+M8	0.75	9.8	Bo4
2M2147+14AB	L0+L2	0.93	10.4	BG
GJ 337Cab	L8+L8?	1.0	10.9	Bu
2M1449+23AB	L0+L3	0.89	11.7	BG
IPMBD 25 AB	M7+L4	0.62	11.8	Ma
G 124-62 Bab	L1+L1	1.0	13.5	BG
2M2331-04AB	M8.7+L7	0.72	15.0	Cl
DE0551-44AB	M8.5+L0	~ 0.85 :	~ 220	Bi
2M1101-77AB	M7.25+M8.25	$0.50^{+0.25}_{-0.17}$	~ 240	Lu
(IC 348a) 013-06	M7.7+M8.2	~ 0.95	~ 2400	Na

^a: Se especifican el nombre abreviado, los tipos espectrales, el cociente de masas, la separación proyectada en unidades astronómicas y la(s) referencia(s). Los sistemas están ordenados de menor a mayor separación proyectada. Véase como comparación la Tabla 1.5, en la que aparecen sistemas estelares múltiples en los que uno de los componentes es una enana marrón, o una enana L o T (o sistemas binarios de ellas) detectada directamente. Referencias: (Ba) Basri & Martín 1999b; (Go) Golimowski et al. 2004b; (FM) Forrest et al. 1988; Martín et al. 2000a; (Bo3) Bouy et al. 2003; (PG) Potter et al. 2002; Goto et al. 2002; (Mc) McCaughrean et al. 2004; (RCB) Reid et al. 2001; Close et al. 2003; Bouy et al. 2004; (RC) Reid et al. 2001; Close et al. 2003; (BG) Bouy et al. 2003; Gizis et al. 2003; (Re) Reid et al. 2001; (CF) Close et al. 2003; Freed et al. 2003; (Cl) Close et al. 2003; (Si3) Siegler et al. 2003; (KM) Koerner et al. 1999; Martín et al. 1999a; (Bo4) Bouy et al. 2004; (Liu) Liu & Leggett 2005; (Si5) Siegler et al. 2005; (Bu) Burgasser et al. 2005; (Ma) Martín et al. 2003; (KB) Koerner et al. 1999; Bouy et al. 2005; (Bi) Billères et al. 2005; (Lu) Luhman 2004a; (Na) Najita et al. 2000.

1.6 Objetivos de esta Tesis

Hemos abordado el problema de la formación de objetos subestelares desde un punto de vista observacional mediante: (i) el estudio de la población subestelar y estelar, incluida la presencia de discos de acreción, en un sistema que consideramos idóneo: el cúmulo estelar abierto joven σ Orionis; y (ii) la búsqueda de enanas marrones y exoplanetas como compañeros de estrellas jóvenes y enanas ultrafrías de campo. Algunos de nuestros objetivos más importantes son:

- **La obtención de una función inicial de masa en el dominio subestelar y hasta unas pocas veces la masa de Júpiter en σ Orionis.** El cúmulo, debido a su relativa cercanía, extrema juventud y baja extinción, es un magnífico laboratorio donde confrontar las predicciones de los escenarios y teorías de formación de objetos subestelares. σ Orionis es muy apropiado para realizar profundas búsquedas fotométricas en el óptico y en el infrarrojo cercano capaces de identificar los objetos de menor masa (unas pocas veces la de Júpiter) que se pueden formar aisladamente.
- **La investigación de las relaciones entre las poblaciones estelar y subestelar en σ Orionis.** El proceso de formación de enanas marrones y exoplanetas gigantes aislados no puede ser independiente del de las estrellas, tanto si se forman en discos alrededor de éstas y son eyectados durante las primeras fases de formación como si los objetos subestelares representan una extensión natural de la formación estelar hacia masas menores. Así, (i) se realizará un estudio fotométrico y espectroscópico de gran extensión para conocer mejor la población estelar de σ Orionis y su distribución espacial; (ii) se buscarán objetos subestelares en torno a estrellas del cúmulo mediante imagen con óptica adaptativa; (iii) y se estudiará la región central del cúmulo, donde la densidad de miembros estelares es muy alta y se encuentran las estrellas más masivas. Algunas preguntas a responder son: ¿cuántos objetos subestelares hay en relación a las estrellas?; ¿cómo y dónde se forman?; ¿influyen en su formación la población de estrellas en un cúmulo joven, la metalicidad, la densidad de gas o la radiación ionizante?.
- **El estudio de discos de acreción alrededor de enanas marrones jóvenes.** Las enanas marrones jóvenes han resultado ser mucho más variables fotométricamente que los objetos de la misma masa y varios miles de millones de años más viejos. En el cúmulo σ Orionis se estudiará la vinculación entre variabilidad fotométrica, emisión $H\alpha$, exceso de flujo en el infrarrojo y procesos de acreción desde discos protoplanetarios en enanas marrones, así como su frecuencia.
- **La detección de exoplanetas gigantes y enanas marrones alrededor de estrellas jóvenes del vecindario solar a distancias intermedias y grandes.** Estos objetos, ¿se forman por fragmentación de nubes o migran hacia órbitas externas tras formarse en un disco?. Mediante observaciones realizadas con Hubble Space Telescope y sistemas de óptica adaptativa en telescopios terrestres de clase 4 m se explorará un dominio de separaciones a las estrellas (~ 50 – $1\,000$ AU) del que todavía se sabe muy poco en cuanto a la frecuencia de compañeros estelares de muy baja masa, enanas

marrones y exoplanetas gigantes. El estudio, complementario al de velocidad radial, se centrará en estrellas cercanas al Sol ($\lesssim 50$ AU) y con rasgos de juventud que denotan edades entre ~ 50 y ~ 600 Ma.

- **La búsqueda de enanas marrones y exoplanetas alrededor de enanas de tipo L cercanas.** Estudiaremos la binariedad y la detectabilidad de exoplanetas en torno a enanas de tipo L, incluyendo planetas terrestres en zonas habitables.

Esta Tesis se estructura en tres partes principales y dos auxiliares: el estudio de la población de objetos subestelares en el cúmulo σ Orionis y su relación con la población estelar (Parte II), la investigación de la fotovariabilidad y la actividad en enanas ultrafrías jóvenes y su relación con la existencia de discos protoplanetarios (Parte III) y la búsqueda de enanas marrones y exoplanetas como compañeros de estrellas jóvenes y enanas ultrafrías de la vecindad solar (Parte IV). Además, hay una Parte I introductoria y otra Parte V con las conclusiones, apéndices y bibliografía.

