

10

Multiplicidad de enanas L: binariedad y exoplanetas habitables

This is Major Tom to Ground Control
I'm stepping through the door
And I'm floating in a most peculiar way
And the stars look very different today

For here
Am I sitting in a tin can
Far above the world
Planet Earth is blue
And there's nothing I can do

Space Oddity (David Bowie)

10.1 Introducción

Algunos de los candidatos a exoplanetas detectados por el método de velocidad radial poseen masas mínimas cercanas al dominio de los planetas terrestres, telúricos o rocosos. Éstos no poseen una envoltura gaseosa profunda, al contrario que los planetas gaseosos, gigantes o jovianos. El caso más extremo es el de IL Aqr d (GJ 876d), un cuerpo con una masa estimada de $7.5 \pm 0.7 M_{\oplus}$ (después de corregir por la inclinación más probable de la órbita) descubierto en torno a una estrella de tipo M4V a tan sólo 4.7 pc del Sol (Rivera et al. 2005). A falta de su clasificación y caracterización definitivas, IL Aqr d podría tratarse del primer planeta telúrico detectado hasta ahora. Otros exoplanetas con masas mínimas ($M_2 \sin i$) por debajo de $0.05 M_{\text{Jup}}$ ($16 M_{\oplus}$) son μ Ara d (HD 160691 d), ρ Cnc Ae (55 Cnc e), HD 212301 b y HD 4308 b. Los cocientes de masa medidos entre estrella de secuencia principal y compañero exoplanetario puede ser tan pequeño como $\sim 7 \times 10^{-5}$.

Los planetas gigantes de nuestro Sistema Solar poseen algunos satélites de tamaño aproximado, e incluso mayor, que el del planeta Mercurio (de radio $2.4397 \cdot 10^6$ m). La Tabla 10.1 muestra los satélites de nuestro Sistema con un radio mayor de 10^6 m (como comparación, Venus tiene un radio de 6051.8 km, Marte de 3397.2 km, Plutón de 1137 km, Caronte de 586 km o Ceres de 466 km). Aunque los cocientes de masa entre planeta telúrico y luna pueden ser tan altos como 1/81 en el caso Tierra-Luna¹, para los planetas gigantes

¹Sin contar el sistema Plutón-Caronte, con cociente de masa $\sim 1/7$, que se trata de una pareja de objetos transneptunianos del cinturón de Kuiper, el más particular de los descubiertos hasta ahora.

no es mayor de 2×10^4 , valor sólo alcanzado por el sistema Neptuno-Tritón.

Tabla 10.1: Satélites del Sistema Solar con una radio mayor de 1 000 km.

Satélite	Planeta	Radio (10^6 m)	Semieje mayor (10^6 m)	Período orbital (d)
Luna	Tierra	1.738	384	27.33
Ío	Júpiter	1.815	422	1.77
Europa	Júpiter	1.569	671	3.55
Ganímedes	Júpiter	2.631	1 070	7.15
Calisto	Júpiter	2.400	1 883	16.69
Titán	Saturno	2.575	1 222	15.95
Tritón ^a	Neptuno	1.560	355	-5.88

^a: Órbita retrógrada.

Las enanas marrones, al igual que las estrellas, se pueden encontrar en sistemas binarios. Los menores cocientes de masas de sistemas “binarios” de enanas marrones y candidatos se han medido en los sistemas 2M1101-77AB (Luhman 2004 $-M_2/M_1 = 0.50^{+0.20}_{-0.17}$, con $\Delta \sim 240$ AU), IPMBD 25 (Martín et al. 2003 -0.62 , M7+L4) y ϵ Indi Bab (McCaughrean et al. 2004 -0.64 , T1+T6). Chauvin et al. (2004a, 2005) demostraron que las enanas marrones incluso pueden tener exoplanetas de unas pocas masas jovianas a su alrededor. El cociente de masa del sistema 2M1207-39AB medido por Chauvin et al. (2004a) es de 0.25. Por otro lado, a lo largo de esta memoria de Tesis se ha estudiado cómo algunas de las enanas marrones más jóvenes poseen discos de acreción, en los que podría darse formación planetaria a semejanza de las estrellas de baja masa, o de satélites como en los planetas jovianos del Sistema Solar. Luhman (2005) y Luhman et al. (2005) detectaron excesos de flujo en el infrarrojo cercano y medio en objetos jóvenes cerca de la masa límite de combustión de deuterio que se pueden explicar por la presencia de discos protoplanetarios². Todos estos hechos sugieren que alrededor de las enanas marrones también podrían existir cuerpos con masas entre la de 51 Peg b (o 2M1207-39B) y la de los satélites galileanos.

10.2 Tránsitos: monitorización en el infrarrojo cercano

Se observan tránsitos y ocultaciones por parte de objetos subestelares en nuestro Sistema Solar (por ejemplo, los de Mercurio sobre el disco solar y los de los satélites galileanos sobre el disco de Júpiter) o incluso alrededor de otras estrellas. La Tabla 10.2 muestra los ocho exoplanetas transitantes confirmados también por velocidad radial y detectados hasta noviembre de 2005 (datos de Extrasolar Planet Encyclopaedia de Jean Schneider, <http://vo.obspm.fr/exoplanetes/encyclo/index.php>).

La metodología básica para detectar un tránsito planetario es estudiar la curva de luz de un cuerpo luminoso (estrella, enana marrón, planeta gigante) y encontrar caídas de brillo provocadas por el disco de un planeta o satélite que le orbita al cruzar el disco (sub)estelar.

²Caballero, Barrado y Navascués et al. (en prep.) también han detectado en S Ori 71, un cuerpo con masa cerca del límite de combustión de deuterio, emisión significativa probablemente de un disco a partir de datos de *Spitzer*.

Tabla 10.2: Periodo, semieje mayor, masa e inclinación orbital de exoplanetas transitantes.

Exoplaneta	P (d)	a (AU)	M_2 (M_{Jup})	i (deg)
OGLE-TR-56 b	1.2119189	0.0225	1.48	81
OGLE-TR-132 b	1.689857	0.0306	1.19	85
HD 189733 b	2.218574	0.0313	1.15	85.3
HD 149026 b	2.8766	0.042	0.36	85.3
TrES-1	3.030065	0.0393	0.61	88.2
OGLE-TR-10 b	3.101269	0.04162	0.54	86.46
HD 209458 b	3.52474541	0.045	0.69	86.1
OGLE-TR-111 b	4.0161	0.047	0.53	86.5

La profundidad del eclipse es independiente de la longitud de onda (excepto variaciones de segundo orden en tránsitos sobre cuerpos con oscurecimiento hacia el limbo notable³), y sólo depende del cociente de radios entre cuerpo (más) luminoso y su planeta/satélite. Ello permite discriminar los tránsitos planetarios de variabilidad fotométrica intrínseca del cuerpo central. El perfil de un tránsito planetario es característico, con forma de “V” o con fondo plano, y permite diferenciarlos de estrellas pulsantes y de la mayoría de los sistemas binarios eclipsantes (sin embargo, las curvas de luz de algunas binarias eclipsantes mezcladas y de sistemas triples visuales son muy similares a aquéllos). En particular, del estudio de tránsitos producidos por un exoplaneta se obtiene su periodo orbital P con una precisión mayor que a partir de velocidad radial, su radio R_2 (si se conoce el radio de la primaria, R_1) y la inclinación de la órbita i (a través del parámetro de impacto $b = a \cos i / R_1$). Si se conoce también la masa mínima planetaria $M_2 \sin i$ de medidas Doppler, se pueden obtener además la masa real M_2 y la densidad del planeta, ρ_2 . En Seager & Mallén-Ornelas (2003) se pueden encontrar más detalles sobre las soluciones únicas de parámetros estelares y planetarios a partir de la curva de luz con un tránsito planetario.

El aumento máximo de magnitud (o caída de brillo), Δm , en un sistema formado por un cuerpo luminoso central de radio R_1 al ser transitado por un planeta o luna de radio R_2 es:

$$\Delta m = -2.5 \log \left(1 - \frac{R_2^2}{R_1^2} \right), \quad (10.1)$$

donde se ha supuesto que la $T_{\text{eff},2}$ del planeta o luna es mucho menor que la del cuerpo central. Esta expresión sólo es válida para tránsitos centrales, y no para tránsitos rasantes. En la Figura 10.2, la línea continua azul denota la variación de Δm en función del cociente R_2/R_1 , fijando $R_1 = 1 R_{\text{Jup}}$. Las líneas discontinuas verticales rojas marcan los valores R_2/R_1 correspondientes a los tamaños de la Luna, de la Tierra y de un planeta de la mitad de radio del de Urano (1/2–Urano). Alrededor de un cuerpo luminoso de $1 R_{\text{Jup}}$, el tránsito

³El oscurecimiento hacia el limbo es más importante en las estrellas y enanas marrones más frías, pero también disminuye hacia longitudes de ondas mayores. El parámetro ϵ en la ley típica para el oscurecimiento hacia el limbo ($I_c/I_c^0 = 1 - \epsilon(1 + \cos \theta)$, donde θ es la distancia angular al centro del cuerpo luminoso) en una enana L observada en el infrarrojo cercano será del mismo orden que el de una estrella G observada en el óptico V .

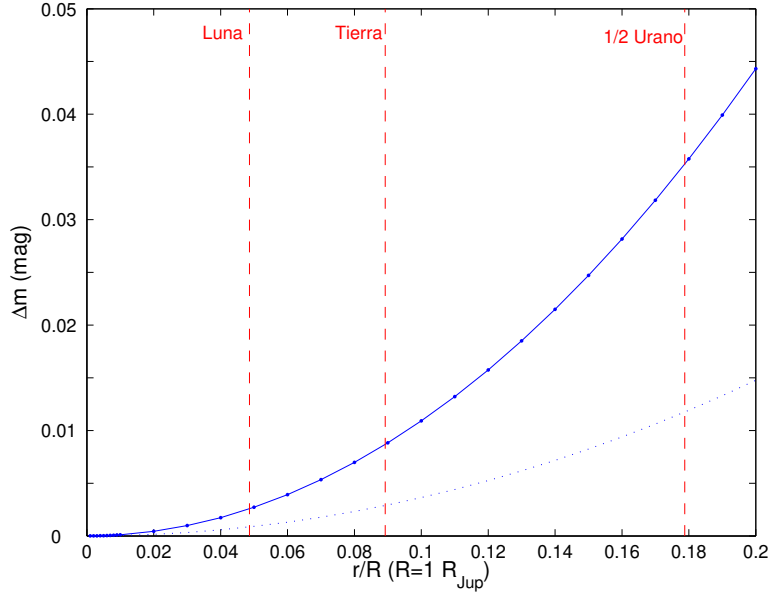


Figura 10.1: Profundidad de tránsitos (línea continua) y sensibilidad necesaria (línea punteada; asumiendo detección a 3σ) en función del cociente R_2/R_1 , y fijando el radio del cuerpo central en $1 R_{Jup}$. Con líneas verticales discontinuas se marcan los cocientes de radios correspondientes a exoplanetas con tamaños de la Luna, de la Tierra y de un planeta de la mitad de radio del de Urano (1/2–Urano).

de un 1/2–Urano provocaría un aumento de magnitud de unas 35 mmag, el de una Tierra de unas 8 mmag y el de una Luna de unas 2 mmag. Para detectar un tránsito con fiabilidad, su máxima profundidad debe ser al menos tres veces mayor que el ruido de la curva de luz. Esta consideración se apoya en la relación profundidad máxima de tránsito-ruido de la curva de luz más difíciles de reconocer como tales entre el catálogo de curvas de luz del proyecto OGLE (p.e., Konacki et al. 2003)⁴. Por tanto, son necesarias curvas de luz más precisas que ~ 12 , ~ 3 y ~ 1 mmag para permitir la detección de 1/2–Uranos, Tierras y Lunas, respectivamente, en torno a un cuerpo luminoso de $1 R_{Jup}$. De nuevo, estos cálculos no son válidos para tránsitos rasantes, que provocarían menores aumentos de magnitud, posiblemente más allá del límite de detección.

La Figura 10.2 ilustra la elección de un radio típico de $\sim 1 R_{Jup}$ para enanas ultrafrías de campo. En ella se muestra el radio teórico del Grupo de Lyon en función de la masa para distintas edades. Las estrellas con masas entre 0.08 y $0.10 M_{\odot}$ y las enanas marrones de la edad de las Pléyades poseen radios comprendidos entre 0.10 y $0.13 R_{\odot}$ ($1 R_{Jup} \sim 0.1 R_{\odot}$), mientras que las enanas marrones y estrellas de muy baja masa evolucionadas con masas menores que $0.08 M_{\odot}$ poseen radios entre 0.08 y $0.10 R_{\odot}$.

La probabilidad de detección de un tránsito durante una exposición es la contribución de tres probabilidades independientes: (i) una probabilidad geométrica, p_{geom} (de que el plano orbital esté en la dirección de nuestra visual); (ii) una probabilidad temporal, p_{time}

⁴El proyecto STARE ha sido capaz de detectar alarmas reales de tránsitos al nivel de una vez el ruido de la curva de luz (Alonso 2006).

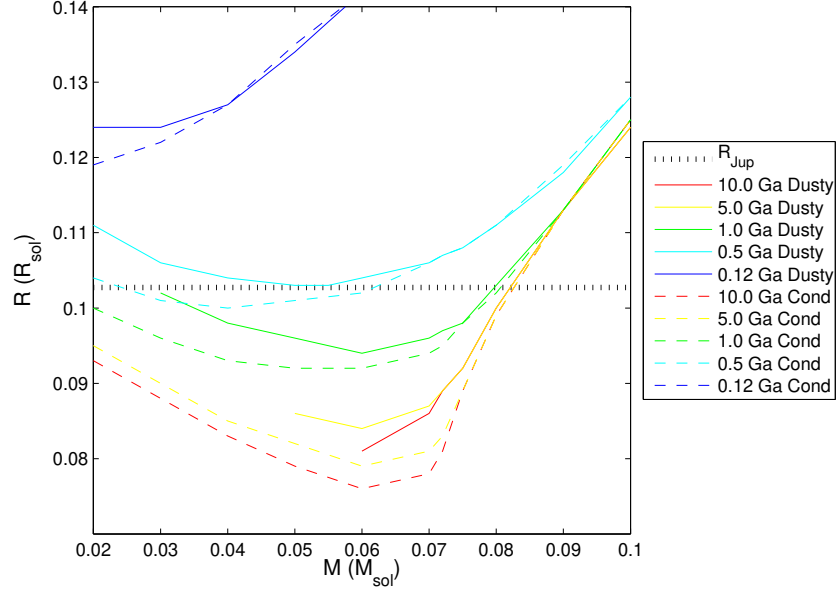


Figura 10.2: Radio en función de la masa (en el eje horizontal) y de la edad para los modelos del grupo de Lyon (Dusty00 –Chabrier et al. 2000, líneas continuas– y Cond03 –Baraffe et al. 2003, líneas discontinuas–). Los colores denotan distintas edades, codificadas en la leyenda de la Figura. La línea punteada negra marca el radio de Júpiter.

(de que el exoplaneta transite durante la observación); y (iii) la probabilidad de que el cuerpo que origina el eclipse produzca una disminución de magnitud medible por el sistema telescopio + detector + herramienta de detección de tránsitos.

La probabilidad geométrica de tránsito en un sistema orientado al azar, p_{geom} , es:

$$p_{\text{geom}} = \frac{\int_0^{\frac{(R_1+R_2)}{a}} d(\cos i)}{\int_0^1 d(\cos i)} = \frac{(R_1 + R_2)}{a}, \quad (10.2)$$

donde R_1 y R_2 son los radios de la enana L y del objeto eclipsante, respectivamente, y a es el semieje orbital. La Ecuación 10.2 indica cuándo existe un tránsito, tanto parcial (incluyendo rasante) como total. La probabilidad de que el cuerpo secundario transite por completo a la primaria, lo que daría un perfil de tránsito con fondo plano, sería $p_{\text{geom}} = (R_1 - R_2)/a$. Para tránsitos de exoplanetas terrestres alrededor de estrellas de tipo solar se tiene que $p_{\text{geom}} \approx R_1/a$. Como el semieje mayor de un planeta en una zona habitable varía aproximadamente con $\sim L^{1/2}$ (L : luminosidad), entonces la probabilidad geométrica varía con $\sim R_1 L^{-1/2}$. La probabilidad p_{geom} en una enana de tipo L ($L \sim 10^{-5}$ – $10^{-6} L_{\odot}$, $R \sim 0.1 R_{\odot}$) es del orden de 30–100 veces mayor que la de una estrella de tipo espectral G ($L \sim 1 L_{\odot}$, $R \sim 1 R_{\odot}$). En esta primera aproximación no se ha tenido en cuenta que R_1 y R_2 son del mismo orden de magnitud en un sistema enana L + 1/2–Urano, lo que haría aumentar la p_{geom} (~ 0.1) en tales sistemas a 50–150 veces mayor que un sistema de tipo Tierra-Sol (~ 0.001).

La probabilidad p_{time} depende de la frecuencia y duración de las observaciones en comparación con la frecuencia y duración de las ocultaciones. Si la monitorización continua durante un intervalo Δt_{obs} se extiende durante un período orbital entero, p_{time} es simplemente la unidad; si es menor, entonces $p_{\text{time}} = \Delta t_{\text{obs}}/\Delta t_t$. Como los planetas en zonas habitables alrededor de enanas L poseen periodos orbitales muy cortos (menores de 48 h en general), si el sistema posee la geometría adecuada, la fracción de tiempo en que el planeta transita desde nuestra visual, Δt_t , es significativa. En primera aproximación, un exoplaneta de periodo y semiejes orbitales P y a , respectivamente, alrededor de un cuerpo central de radio R_1 transitará una fracción del periodo:

$$\frac{\Delta t_t}{P} \approx \frac{R_1}{\pi a} \quad (10.3)$$

(en particular, $P(R_1 + R_2)/a$ de primer a cuarto contacto, $P(R_1 - R_2)/a$ de segundo a tercer contacto). Los cocientes a/R_1 de los planetas habitables alrededor de enanas L están en el rango 6–20, mientras que, por ejemplo, los mismos cocientes en los sistemas de HD 209458ab y Júpiter-Ío son ~ 8.8 y 5.9 , respectivamente. Por tanto, la fracción $\Delta t_t/P$ en sistemas enana L-exoplaneta habitable es similar a la de sistemas estrella de tipo solar-exoplaneta gigante caliente (en órbitas muy próximas), pero de nuevo mucho mayor que en sistemas estrella de tipo solar-exoplaneta habitable. La periodicidad orbital de un sistema exosol-exotierra es, además, unas 100 veces mayor que los periodos en los sistemas enana L-exoplaneta habitable. La duración típica de un tránsito en este tipo de sistemas es del orden de una o varias decenas de minutos.

La mayor profundidad de los eclipses producidos por planetas de radio terrestre al transitar sobre enanas ultrafrías y las mayores probabilidades geométrica y temporal de detección que en estrellas de tipo solar favorecen que el descubrimiento del primer exoplaneta habitable se produzca al investigar enanas M o, especialmente, L del vecindario solar. El menor flujo en el óptico de enanas de tipos espectrales más tardíos recomienda realizar las monitorizaciones en el infrarrojo cercano, donde emiten la mayoría de su energía.

10.2.1 Observaciones y resultados

El tesinando ha llevado a cabo una serie de estudios basados en la monitorización continua, tanto en el infrarrojo cercano como en el óptico, de un conjunto de enanas L y T del vecindario solar. Estas observaciones permiten obtener simultáneamente información acerca de:

- la detección de tránsitos producidos por enanas marrones frías o compañeros de tamaño planetario en órbitas muy cercanas,
- la posible existencia de compañeros muy débiles y con tipos espectrales muy tardíos orbitando a gran distancia de las enanas de la muestra y
- la variabilidad fotométrica en escalas desde minutos a horas asociada a dinámica atmosférica de nubes de polvo o producida por manchas de origen magnético.

El programa de monitorización de enanas L y T cercanas y la búsqueda de compañeros de ultrabaja masa se puede realizar tanto con telescopios de pequeña abertura (de clases

1 y 2 m) como con tiempo meteorológico no recomendable para otros propósitos (*seeing* regular, noches no fotométricas). Con la misma toma de datos se obtienen los tres tipos de información, el proceso de reducción es idéntico y el análisis fotométrico final se basa en los mismos principios. En este Capítulo de Tesis se mostrarán los resultados de la monitorización de siete enanas L tratadas por Caballero, Béjar & Rebolo (2002) y de otra enana L observada durante la Colaboración CLOUDS (la enana L2 Kelu 1; Goldman 2002).

Se obtuvieron series de imágenes durante 2.5 a 6.0 h en el infrarrojo cercano en las bandas J y K_s de ocho enanas L. Los objetos fueron observados con la cámara CAIN-2 en el Telescopio Carlos Sánchez (véase Apéndice C.10.1). Se utilizaron distintas estrategias observacionales: desde monitorización continua muy larga en días distintos a cortas visitas a los blancos con observaciones tribanda JHK_s en una serie de días consecutivos. Se realizó fotometría diferencial de abertura en cada par de series temporales de las ocho enanas, una para cada filtro, y se adoptó la abertura de 1 FWHM para minimizar los errores fotométricos. Las magnitudes diferenciales se obtuvieron usando el mismo método que Bailer-Jones & Mundt (1999), ya descrito en el Capítulo 7. El nivel de referencia se definió usando estrellas no variables en un campo de 3×3 arcmin² centrado en cada enana. Kelu 1 también se observó en la banda H con CAIN-2 y en I con la cámara CCD del telescopio IAC-80.

Tabla 10.3: Estabilidad fotométrica en el infrarrojo cercano de enanas L a partir de observaciones realizadas con CAIN-2.

Nombre (abreviado)	Tipo espec.	J	K_s	σ_J (mmag)	σ_{K_s} (mmag)
2M0058-06	L0	14.32	12.91	24	38
2M0746+20	L0.5	11.74	10.49	30	25
2M0015+35	L2	13.30	12.24	30	37
Kelu 1 ^a	L2	13.17	11.79	10	8
2M1146+22	L3	14.23	12.63	25	33
2M0036+18	L3.5	12.44	11.03	16	25
GJ 417B	L4.5	14.57	12.69	28	47
2M2224-01	L4.5	14.05	12.02	14	11

^a: También $\sigma_I = 24$ mmag ($I = 16.80$) y $\sigma_H = 11$ mmag ($I = 12.32$).

La estabilidad fotométrica en las bandas J y K_s de las ocho enanas L se muestra en la Tabla 10.3. Los valores σ_J y σ_{K_s} se pueden entender como desviaciones estándares de las curvas de luz o límites superiores en la variabilidad fotométrica intrínseca. En la Fig. 10.3 se ha representado la estabilidad fotométrica en función de la magnitud JHK_s para varios objetos del campo alrededor de Kelu 1, con datos obtenidos a partir de observaciones con CAIN-2. A la derecha, series temporales en las bandas JHK_s para Kelu 1 (centro) y dos estrellas de referencia de similar magnitud a lo largo de cuatro días, durante la campaña de CLOUDS en abril de 2002. A la izquierda, desviación estándar de la serie para todos los objetos no variables del campo, en función de su magnitud (en representación logarítmica). Para Kelu-1 ($J=13.17$, $H=12.32$, $K_s=11.79$, con círculo relleno) se han conseguido precisiones fotométricas de 11, 10 y 8 milimagnitudes en J , H y K_s , respectivamente.

Dada la precisión alcanzada en las series temporales de las ocho enanas, de menos de 10 mmag en los casos más favorables, con el Telescopio Carlos Sánchez y la cámara CAIN-

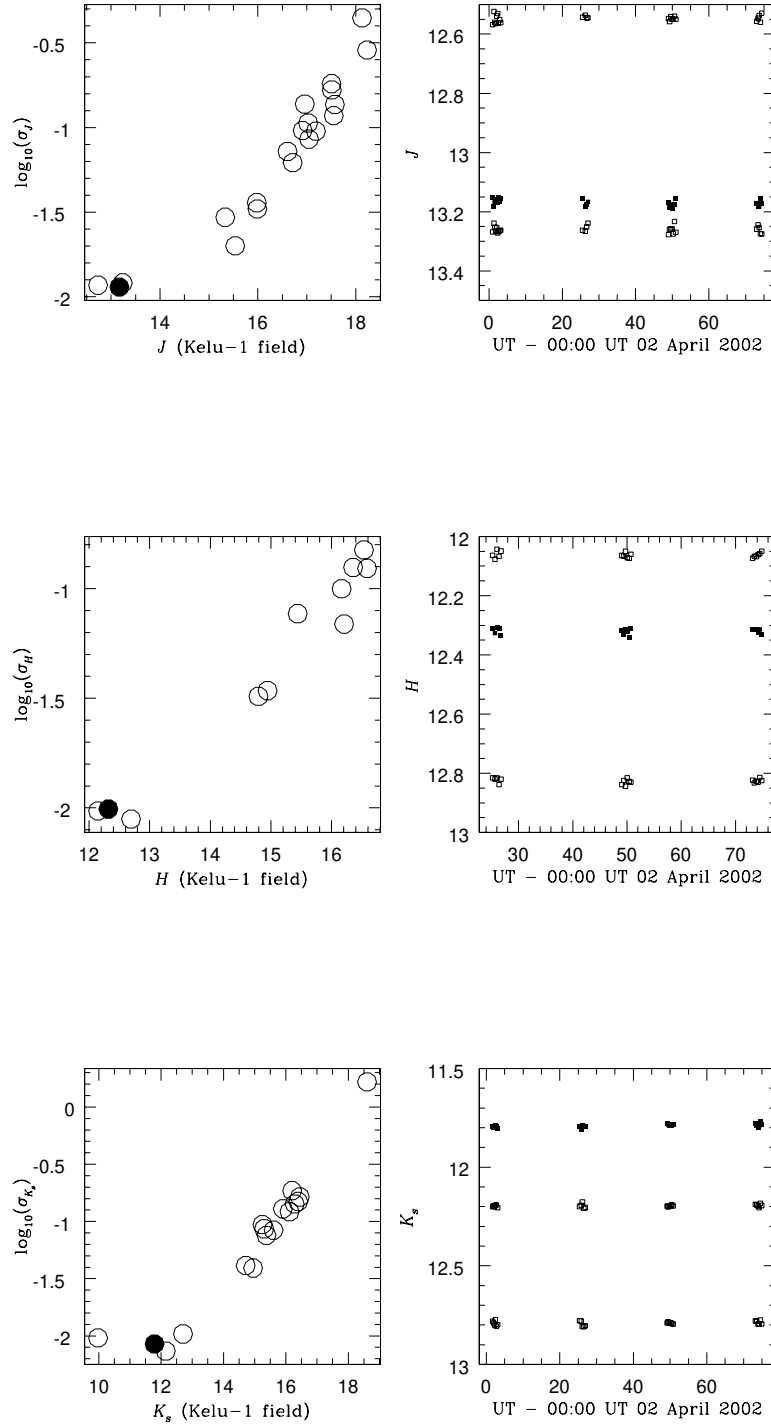


Figura 10.3: Kelu 1 en las bandas JHK_s . Columna de la izquierda: logaritmo decimal de la desviación estándar de la serie temporal en función de la magnitud para todos los objetos del campo de CAIN-2/TCS alrededor de Kelu 1. Columna de la derecha: serie temporal de Kelu 1 (cuadrados rellenos) y de dos estrellas de referencia de magnitud similar (cuadrados vacíos), a lo largo de cuatro días.

2 es posible detectar o restringir la existencia de planetas jovianos medianos (como Urano y Neptuno) o más pequeños. La detección de pequeños planetas terrestres y de satélites gigantes, que requiere una precisión fotométrica de 1 o 2 mmag, sólo es accesible desde grandes telescopios (aunque aún no se han alcanzado precisiones de 3 mmag de forma estable, en parte debido a inestabilidades atmosféricas o variaciones píxel a píxel en los detectores infrarrojos difíciles de corregir; p.e., Bailer-Jones 2004).

En este programa piloto no se ha encontrado evidencia de eclipses en las curvas de luz de las ocho enanas L investigadas con CAIN-2. Se ha concluido que no poseen compañeros con radios mayores de $\sim 0.3 R_2$ (algo más pequeño que Neptuno) a separaciones más cercanas que $\sim 7 R_2$ e inclinaciones orbitales superiores a 82 deg ($R \sim 1 R_{\text{Jup}}$; Caballero et al. 2002). Se esperan obtener resultados estadísticamente completos de las búsquedas de compañeros subestelares eclipsantes alrededor de las 35 enanas L y 2 enanas T de campo estudiadas por Caballero et al. (en prep.), estudiadas con telescopios en los observatorios del Teide, Roque de los Muchachos y Calar Alto Hispano-Alemán.

10.2.2 Variabilidad de enanas L de campo en el infrarrojo cercano

Se ha usado un método similar al mostrado en el Capítulo 7 para cuantificar la variabilidad fotométrica de las ocho enanas L, mediante la comparación de la desviación estándar (σ) de la serie temporal de cada una respecto a las de estrellas de referencia de magnitud similar. A partir de la no desviación de la tendencia general en los diagramas σ_m vs. m (donde m es una magnitud aparente en las bandas J o K_s ; véase la Fig. 10.3) se han impuesto límites máximos de variabilidad en torno a las 10–40 milimagnitudes (Tabla 10.3). Estos límites superiores son similares a los niveles de variabilidad encontrados en el óptico para otras enanas L (se dan las referencias en el Cap. 1). Sólomente 2M0015+35 presenta una σ ligeramente alta para su magnitud, pero no se ha podido comprobar si es variabilidad fotométrica real o un efecto asociado a que es uno de los objetos más brillantes de su campo de visión. También se ha realizado una búsqueda de periodos significativos en un análisis de periodogramas en las ocho enanas, con resultados negativos. En particular, Clarke et al. (2000) observaron Kelu 1 on un telescopio de clase 4 m y un filtro sintonizable centrado en 8570 Å, midiendo una semiamplitud de variabilidad de ~ 12 mmag. La puesta en fase de nuestros resultados con el periodo de ~ 1.8 h anunciado por los mismos autores no dio tampoco ningún fruto. Los límites superiores de la variabilidad fotométrica medidos en Kelu 1 en las tres bandas anchas del infrarrojo cercano, al nivel de 10 mmag, son de los más restrictivos impuestos hasta la fecha en una enana de tipo espectral L. Los datos de Kelu 1 fueron obtenidos como parte de la Colaboración CLOUDS⁵.

⁵CLOUDS (*Continuous Longitude Observations of Ultracool Dwarfs*) es una colaboración internacional dedicada al estudio de la variabilidad de enanas L y T. Realizando una monitorización continua y, en ocasiones, simultánea con telescopios grandes y medianos en todo el globo se espera obtener información acerca de la variabilidad de un pequeño conjunto de 15 blancos con tipos espectrales entre M9.5 y T6.5 en varias longitudes de onda y utilizando varias técnicas. Las observaciones se han realizado en el óptico, el infrarrojo cercano y el infrarrojo medio, y se ha realizado fotometría y espectroscopia de los blancos.

Los telescopios utilizados durante CLOUDS 2002 fueron Gurusikhar-UPS0 y Nainital-PRL en la India, OHP 1.2 m, Pic du Midi 1 m y Pic du Midi 2 m en Francia, IAC-80 y TCS en Canarias, ESO NTT en Chile, Mont Mégantic en Canadá, APO 1 m, APO 3.5 m y KPNO 2.1 m en Estados Unidos continental y 2.2 m UH, UKIRT, Gemini, Keck II e IRTF en Hawái. Durante 2003 se realizó una segunda campaña

10.2.3 Compañeros de baja masa a grandes separaciones

Se han combinado las series de monitorización en el infrarrojo cercano para obtener imágenes profundas centradas en las ocho enanas L escogidas (magnitudes de completitud $J \sim 18.0$ – 19.5 y $K_s \sim 16.5$ – 18.0). Se ha realizado fotometría de abertura (5 FWHM) y de PSF sobre todos los objetos detectados en las imágenes de CAIN-2/TCS. La búsqueda de compañeros de baja masa a grandes separaciones, más débiles que las primarias de tipo L, ha dado resultados negativos. Se ha restringido la presencia de compañeros débiles a grandes separaciones de las primarias usando los colores $J - K_s$ de las fuentes detectadas y la detección negativa en las placas ópticas rojas de DSS-2 (*Digital Sky Survey-2*). Ninguna de las fuentes detectadas posee a la vez colores $J - K_s \sim 0$ mag e $I - J \gtrsim 4$ mag.

A partir de la magnitud límite de las imágenes infrarrojas, se ha estimado el tipo espectral del objeto más débil que nuestras búsquedas podrían haber detectado. Para este cálculo se han utilizado las magnitudes aparentes y la distancia heliocéntrica de la enana L primaria, extraídas de la bibliografía, y las relaciones magnitud absoluta-distancia de Dahn et al. (2002). Las imágenes finales permiten restringir la existencia de enanas T muy tardías, e incluso de tipo Y, a ~ 4 – 80 arcsec de las enanas L estudiadas. Los tipos espectrales de hipotéticos compañeros a las separaciones correspondientes no son más tempranos que los indicados en la Tabla 10.4. A edades típicas como la del Sol, estos fríos cuerpos tendrían masas ligeramente superiores al límite de combustión de deuterio.

Nuestras observaciones son complementarias a las búsquedas de sistemas binarios de enanas L y T muy cercanos que se han realizado en telescopios de clases 8 y 10 m con Óptica Adaptativa, como los de Keck, Subaru o Very Large Telescope, y con Hubble Space Telescope (referencias en Cap. 1), que han investigado las regiones más próximas de las enanas (en general, hasta una veintena de segundos de arco de distancia del objeto central). El tamaño de esta muestra no permite por ahora realizar una estadística fiable de binariedad de enanas L con grandes separaciones y altos cocientes de masa. De nuevo, en Caballero et al. (en prep.) se ofrecerán resultados definitivos sobre las 35/2 enanas L/T investigadas.

10.3 Planetas terrestres en zonas habitables

10.3.1 Zonas habitables: temperaturas efectiva y superficial

La zona habitable (HZ, de *habitable zone*) alrededor de una estrella se define en general como el rango de distancias orbitales en las que un planeta puede mantener agua líquida en superficie (entre 273 y 373 K en condiciones de presión normales⁶). También se puede definir una zona habitable continua (CHZ, de *continuous habitable zone*). La CHZ de la Tierra podría ser “relativamente” corta en el tiempo, de sólo unos 7 Ga (desde el fin del

enfaticando en la observación espectroscópica.

Para todas las enanas observadas, la precisión fotométrica alcanzada fue mejor que el 2% (por ejemplo, se alcanzaron precisiones de 1.2% en el óptico en la banda I con el 2.2 m UH sobre la enana T2 SD1254-01 y en el infrarrojo cercano con el TCS sobre Kelu 1). Se requiere un esfuerzo adicional para enlazar las series tomadas en distintos observatorios sobre las mismas enanas. Las series temporales en espectroscopía óptica e infrarroja se han obtenido con una resolución de 20 a 30 minutos. Todos estos datos serán una herramienta única para explorar las atmósferas de las enanas más tardías. Goldman (2002) y Goldman et al. (en prep.) presentan más detalles acerca de los resultados de esta colaboración internacional.

⁶El agua se mantiene en la fase líquida entre 273.15 y 373.15 K a 101 325 Pa de presión.



Figura 10.4: Imágenes en falso color de campos centrados en Kelu 1. A la izquierda, los colores codifican SERC.J.DSS1.508 (óptico B : azul), SERC.I.DSS2.507 (óptico I : verde) y K_s de 2MASS, y el campo de visión es algo mayor de $8 \times 8 \text{ arcmin}^2$. Kelu 1 está marcada con una flecha roja. A la derecha, los colores codifican J , H y K_s de CAIN-2, y el campo de visión es algo menor de $4 \times 4 \text{ arcmin}^2$.

Tabla 10.4: Búsqueda de objetos muy fríos en torno a enanas L.

Nombre (abreviado)	$J_{10\sigma}$	$K_{s,10\sigma}$	Separación (AU)	Tipo esp. secundaria
2M0015+35	18.0	17.0	100–1000	> T6
2M0036+18	18.5	17.4	40–350	> T8
2M0058-06	18.9	17.0	160–1000	> T3
2M0746+20	17.8	16.5	50–1000	> T8
GJ 417B	18.6	17.1	130–1600	> T7
2M1146+22	17.9	16.5	70–1100	> T5
2M2224-01	18.8	17.0	70–630	> T8
Kelu-1 ^a	19.5	18.0	80–1800	> “T9”

^a: También $H_{10\sigma} = 18.2$.

Azoico, al final de la época de impactos meteoríticos, hasta que el Sol salga de la secuencia principal y se convierta en una gigante roja). Kasting et al. (1993) hicieron un repaso muy completo de las HZ y CHZ, estudiando la presencia de las mismas alrededor de estrellas de tipos espectrales F tardío, G y K. Joshi et al. (1997) extrapolaron posteriormente las HZ hasta las estrellas de tipo M. No se van a discutir aquí zonas habitables exóticas, como las que podrían darse otros lugares del Sistema Solar. Algunos de estos hábitats exóticos podrían ser los océanos salinos bajo la corteza de hielo de Europa, las chimeneas de amoníaco en Tritón, las sopas prebióticas ultraenfriadas de los mares interiores de Titán o en profundidad en el límite inferior del permafrost de Marte.

Según Caldwell (1992), “la temperatura efectiva planetaria ($T_{\text{eff},2}$) es la temperatura que tendría la capa radiativa más externa de un planeta (nubosa o sólida) si toda la luz solar absorbida por el planeta se distribuyera uniformemente sobre la superficie y fuera

radiada al espacio". La ecuación usual de balance radiativo de energía viene dado por:

$$(1 - A)\pi R_2^2 S = 4\pi R_2^2 \sigma T_{\text{eff},2}^4, \quad (10.4)$$

donde A es el albedo planetario (la fracción de radiación recibida por el planeta y que es reflejada al espacio), R_2 el radio del planeta y S es la potencia por unidad de superficie de la radiación que alcanza el planeta ($S = L_1/4\pi a^2$). La temperatura efectiva de un planeta es una función del albedo planetario (A), la luminosidad de la estrella (L_1) y la distancia entre la estrella y el planeta (semieje mayor, a). Sin embargo, la temperatura superficial real de un planeta ($T_{\text{surf},2}$) no es tan fácil de estimar. $T_{\text{surf},2}$ depende fuertemente de:

- la presión superficial,
- la presencia de gases de invernadero (especialmente CO_2 y H_2O),
- el patrón general de circulación eólica y oceánica y el intercambio global de calor (ambos afectados por el bloqueo gravitatorio entre el planeta y la estrella, la distribución y extensión de océanos y continentes...),
- el gradiente adiabático troposférico (Γ),
- las desviaciones en la ecuación de balance radiativo (p.e., por la existencia de una fuente energética interna –sobre todo mareal–, de emisividad de la cima de la atmósfera distinta de la unidad, de un factor de flujo para un planeta en rotación lenta y con una atmósfera fina⁷, de una excentricidad orbital no nula...).

El uso de un espesor óptico efectivo (τ) es una aproximación de primer orden que tiene en cuenta todos estos parámetros. Las temperaturas efectiva y superficial se relacionan entre sí y con el espesor óptico efectivo mediante la ecuación (Houghton 1977):

$$T_{\text{surf},2}^4(\tau) = T_{\text{eff},2}^4 \left(1 + \frac{2}{3}\tau\right). \quad (10.5)$$

Compárese con la ecuación de la aproximación de Eddington para la temperatura de una capa de una atmósfera estelar simple en función de la opacidad media de Rosseland, $T^4(\tau) = \frac{3}{4}T_{\text{eff}}^4(\tau + \frac{2}{3})$. Con la aproximación de Eddington, la temperatura efectiva se define por $T(\frac{2}{3}) = T_{\text{eff}}$, mientras que la temperatura superficial es $T(0) = 2^{-1/4}T_{\text{eff}} \approx 0.841T_{\text{eff}}$. La temperatura efectiva y la superficial no son idénticas en ausencia de atmósfera (o si ésta es completamente transparente –sic–) con esta aproximación, mientras que sí lo son usando la Ecuación 10.5 ($T_{\text{surf}}(0) = T_{\text{eff}}$).

Los tres planetas telúricos del Sistema Solar con atmósfera⁸ tienen un efecto invernadero apreciable, cuantificado por valores no nulos del espesor efectivo. En la Tabla 10.5 se

⁷El factor de flujo es básicamente una corrección que varía entre 1 (el planeta emite como un cuerpo negro por toda su superficie) y 0.5 (el planeta reemite la radiación incidente sólo por el hemisferio iluminado, ya que la transferencia de calor de uno a otro no es efectiva). Ésto también se puede aplicar a satélites espaciales, por ejemplo.

⁸Mercurio posee una pseudoatmósfera muy enrarecida, formada principalmente por sodio y gases nobles, resultado de la liberación de gases de la corteza y volatilización por microimpactos meteoríticos e intensa radiación incidente.

muestran las temperaturas promedio superficial, efectiva y en la cima de la atmósfera de Venus, la Tierra y Marte. También se ofrecen los albedos planetarios y los espesores ópticos efectivos que relacionan las tres temperaturas. Nótese: (i) el extraordinario efecto invernadero de Venus (“con una temperatura superficial que derretiría el plomo”); (ii) si en la Tierra no existiera efecto invernadero, la temperatura superficial media del planeta estaría por debajo del punto de congelación del agua; y (iii) Marte, a pesar de poseer una atmósfera con una presión superficial de tan sólo 7 hPa (1000 hPa en la Tierra), tiene un efecto invernadero que hace aumentar la temperatura en superficie unos 15 K.

Tabla 10.5: Efecto invernadero en planetas telúricos del Sistema Solar^a.

Planeta	T_{surf} (K)	A	T_{eff} (K)	T_{top} (K)	τ
Venus	750	0.77	227	~230	160
Tierra	288	0.30	256	~250	0.80
Marte	230	0.15	216	~220	0.38

^a: Datos de Houghton (1986). T_{top} es la temperatura medida en la cima de la atmósfera mediante bolometría desde satélites espaciales.

El espesor óptico efectivo de un planeta habitable debe de encontrarse en el rango $0.1 \lesssim \tau \lesssim 10\text{--}100$. Para valores menores de 0.1, la atmósfera quizá no sea suficientemente densa como para permitir una circulación global de calor, aparte de proveer una menor defensa contra los rayos cósmicos mutanógenos. El límite superior de τ es más difícil de determinar, ya que valores muy bajos de T_{eff} y muy altos de τ permiten simultáneamente valores de T_{surf} en el rango habitable. El valor más realista del espesor óptico efectivo debe de ser $\tau \sim 1$, similar al terrestre ($\tau_{\oplus} \approx 0.80$). Las condiciones biológicas de organismos en ambientes de ultraaltos espesores ópticos (en general, sometidos a altas presiones) podrían ser similares a las de las regiones abisales de la Tierra, pero no es nuestro objetivo desarrollar tales hipótesis.

Aparte de las características de radiación incidente sobre la cima de la atmósfera y la temperatura superficial, existen otras restricciones de carácter general para permitir la habitabilidad de un planeta telúrico: su masa y la presencia de océano y de tectónica de placas. El planeta debe tener una masa suficiente como para retener una atmósfera apreciable alrededor de su corteza rocosa ($M_{\text{planet}} \gtrsim 0.8 M_{\oplus}$), y no debe dar lugar a una envoltura gaseosa profunda ($M_{\text{planet}} \lesssim 10 M_{\oplus}$). El planeta debe poseer tectónica de placas para que no se produzca una glaciación desbocada (como en Marte). La Tierra ha pasado por al menos dos episodios de *bola de nieve*, en los que los casquetes ártico y antártico se habían extendido prácticamente hasta el ecuador. Los gases expulsados durante la actividad volcánica hicieron volver al planeta a la zona habitable. El último episodio fue unos millones de años antes de la explosión de vida del Cámbrico. La actividad tectónica *parece* relacionarse con la masa del planeta, aunque se encuentran graves desviaciones en nuestro Sistema Solar (p.e., Venus–Tierra, Ío–Miranda...). Finalmente, el planeta debe poseer un océano donde casi todo el dióxido de carbono de la atmósfera primitiva se disuelva, para evitar un efecto invernadero desbocado (como el de Venus). En la Tierra, aproximadamente el 99% del carbono originalmente presente en la atmósfera primitiva en forma de CO_2 se encuentra en la actualidad fijado a la corteza en forma de depósitos de origen orgánico

como bolsas de carbón, petróleo o gas natural y, sobre todo, rocas calizas formadas por sedimentación en los fondos oceánicos).

10.3.2 Zonas habitables alrededor de enanas ultrafrías

Un sistema planetario tan peculiar como el formado por una enana ultrafría (estrella de muy baja masa o enana marrón) y un exoplaneta telúrico muy próximo poseerá características propias que podrían dificultar su habitabilidad. Por ejemplo, se pueden enunciar los siguientes detalles de interés bioastronómico:

- *Rotación sincrónica.* A las distancias orbitales que se encuentran los planetas en zonas habitables, excepto en los sistemas planetarios extremadamente jóvenes, se espera que éstos se encuentren bloqueados gravitatoriamente y presenten siempre el mismo hemisferio a la fuente luminosa central (el tiempo de frenado de la rotación primordial de un planeta depende fuertemente del semieje orbital, ya que varía con la sexta potencia del semieje $-t \propto a^6$; Guillot et al. 1996). Los modelos atmosféricos de Joshi et al. (1997) indicaron que podrían existir climas relativamente moderados en planetas terrestres en rotación sincrónica alrededor de estrellas de tipo M. La circulación global de calor debe permitir que el exceso de energía incidente en el hemisferio iluminado se transmita al hemisferio oculto, y que en éste no se condense o sublime la atmósfera planetaria. Se espera que si existe bloqueo gravitatorio las órbitas de los planetas estén circularizadas (excentricidad orbital nula, $e = 0$) y que las mareas (tanto oceánicas como terrestres) sean estables, aunque de gran intensidad.
- *Albedo y espesor óptico en el infrarrojo.* Las bandas de absorción telúricas de CO₂, O₃ y H₂O son mucho intensas en el infrarrojo cercano que en el visible. De especial importancia son las bandas vibracionales y roto-vibracionales de vapor de agua en 2.66, 2.73 y 6.3 μm , de ozono en 9.6 μm y dióxido de carbono en 4.3 y 15 μm . Un exoplaneta orbitando un cuerpo con su máximo de emisión en 1–2 μm será mucho más sensible a la presencia de las bandas mencionadas que si orbitase una estrella de tipo solar (con el máximo de emisión a 0.55 μm). Se espera que al orbitar una enana ultrafría el albedo del planeta y el espesor óptico de su atmósfera sean menor y mayor, respectivamente, que en el análogo solar. Un albedo bajo favorece la habitabilidad de los planetas más cercanos al cuerpo central.
- *Fotosíntesis en el infrarrojo cercano.* Los organismos fotosintéticos terrestres poseen distintos fotosistemas que aprovechan al máximo la radiación de nuestro Sol. Tales organismos en la superficie del hipotético exoplaneta en órbita de una enana ultrafría deberían ser más eficientes en longitudes de onda más largas. La bacterioclorofila *a* terrestre posee un pico de eficiencia fotosintética en 7500–8000 Å; considerando el máximo de emisión del Sol, parece que no hay ningún inconveniente biológico serio para que se produzca fotosíntesis a más de 1 μm en un ecosistema que ha seguido su propia evolución. Por otra parte, la base de la pirámide ecológica podría estar compuesta por organismos quimiosintéticos autótrofos, en vez de fotosintéticos.
- *Ultravioleta.* Las enanas M, L y T emiten una porción muy baja de su energía en el óptico azul y menos aún en el ultravioleta. Por tanto, desaparece una fuente muy

importante de mutaciones. La presencia de la famosa capa de ozono en la tropopausa tal vez no sería necesaria.

- *Campos magnéticos.* La extrema proximidad entre la fuente luminosa central y el exoplaneta podría generar una corriente electromagnética gigante como la creada entre Júpiter e Ío. Aunque los organismos terrestres están habituados a valores típicos de la intensidad del campo magnético de unos 40 000 nanoteslas, soportan intensidades de hasta 1–2 teslas (la de los imanes permanentes más intensos). No es esperable que la intensidad del campo magnético sea más de un millón de veces más intenso que el terrestre⁹. A pesar de que estos campos magnéticos pueden ser mucho más intensos que los de la Tierra, a su vez serán mucho menos intensos que los del Sol. Las líneas del campo magnético del Sol provocan la formación de la heliopausa, que es una frontera natural contra los rayos cósmicos mutágenos, además de la magnetopausa y la atmósfera terrestre. Es muy posible que la “heliopausa” de una enana L no esté muy desarrollada.

10.3.3 Un modelo sencillo

Se ha desarrollado un modelo de juguete (*toy model*) para determinar las separaciones a las que podría encontrarse un exoplaneta habitable en torno a enanas ultrafrías de tipos espectrales M muy tardío, L o T y qué periodo orbital poseerían. Hay muchas soluciones para diferentes combinaciones edad-eje semimayor-albedo-espesor óptico de planetas terrestres en zonas habitables alrededor de enanas de 0.100–0.020 $M_{\odot}$. Como valores de referencia se han utilizado los valores 0.10 y 1.0 para el albedo, A , y el espesor óptico efectivo, τ , respectivamente. Para explorar diferentes escenarios atmosféricos posibles, se han usado también distintos valores extremos con A y τ variables entre 0.05 y 0.50, y 0.2 y 5.0, respectivamente. Las luminosidades Dusty00 de Chabrier et al. (2000) se han utilizado como valores de entrada en programas MATLAB desarrollados por el tesinando que calculan la temperatura superficial en función de distintos cuartetos de parámetros edad– a – A – τ .

Como ya se mencionó en el capítulo introductorio, los objetos subestelares no son capaces de estabilizar su temperatura y se enfrían y apagan continuamente con el tiempo. La Figura 10.5 muestra la variación de la luminosidad y de la temperatura efectiva de cuerpos con masas M_1 entre 0.10 y 0.02 $M_{\odot}$ y distintas edades entre 0.120 Ga (de las Pléyades) y 10 Ga (de las estrellas más viejas). También se muestran las luminosidades y $T_{\text{eff},1}$ provenientes de los modelos Cond03 de Baraffe et al. (2003), en líneas discontinuas, muy similares a las de Dusty00. Todos los cuerpos considerados poseen $T_{\text{eff},1}$ por debajo de 3 000 K, que es aproximadamente la temperatura efectiva correspondiente a la enana ultrafría de tipo más temprano (M6). La relación T_{eff} -masa depende de la edad: mientras que a la edad de 0.12 Ga las transiciones M/L ($\sim 2\,400$ K) y L/T ($\sim 1\,400$ K) se dan aproximadamente a 0.05 y 0.02 $M_{\odot}$, respectivamente, a la edad de 10 Ga se dan a 0.08 y 0.07 $M_{\odot}$. Para una edad mayor de 1.0 Ga, un lapso de tiempo posiblemente corto desde el punto de vista evolutivo de un sistema biológico complejo, la transición M/L es más o menos estable alrededor de $\sim 0.08 M_{\odot}$.

⁹Ciertos tipos de organismos análogos a los terrestres, como algunas bacterias, insectos, tiburones, tritones y aves migratorias, se verían afectados en su sistema de orientación y navegación de aumentar la intensidad

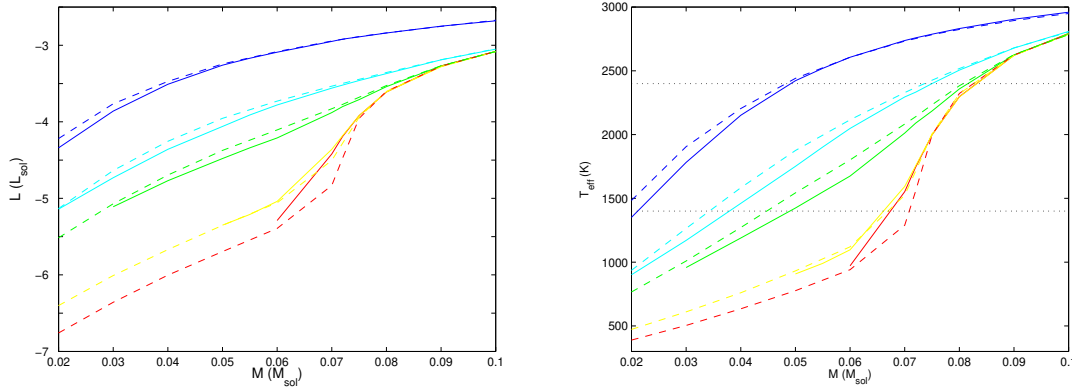


Figura 10.5: Evolución de la luminosidad, en $L_{\odot}$ (ventana izquierda), y de la $T_{\text{eff},1}$ (ventana derecha) para distintos valores de masa ($0.02 M_{\odot} \leq M \leq 0.10 M_{\odot}$) y edad. Los colores codifican las edades: 0.12 (azul), 0.5 (cian), 1.0 (verde), 5.0 (amarillo) y 10.0 Ga (rojo). Las líneas continuas se corresponden con los modelos Dusty00 (Chabrier et al. 2000) y las discontinuas con los Cond03 (Baraffe et al. 2003).

La Figura 10.6 muestra las isotermas de sistemas formados por un cuerpo de masa proporcionada en el eje vertical de cada diagrama y edad etiquetada y un planeta de albedo $A = 0.10$ a la separación a menor de $40 R_{\text{Jup}}$. Se han marcado las isotermas que corresponden a temperaturas efectivas planetarias de 100, 200, 273.15 (borde externo de la HZ si $T_{\text{surf},2} = T_{\text{eff},2}$, o $\tau = 0$), 373.15 (borde interno de la HZ si $\tau = 0$), 500 y 1000 K. No se muestran las isotermas en los sistemas más viejos y con las primarias más livianas por incompletitud de los modelos teóricos en los rangos de edad/masa considerados. Tampoco se ha tenido en cuenta la posible existencia de un efecto invernadero desbocado a valores muy altos de temperatura efectiva (~ 450 K; Kasting 1988) o de una glaciación desbocada a valores bajos de la misma ($\lesssim 270$ K), que harían modificar retroactivamente los valores del albedo.

Los diagramas representados en la Figura 10.7 permiten una mejor visualización de las HZ, ya que muestran los bordes interno y externo de las HZ en función de la edad del sistema, la $T_{\text{eff},1}$ del cuerpo luminoso central (directamente relacionada con su tipo espectral) y el periodo orbital del exoplaneta. La $T_{\text{surf},2}$ planetaria se ha calculado usando las $T_{\text{eff},2}$ de la Fig. 10.6 y los parámetros atmosféricos $A = 0.10$ y $\tau = 1.0$. Su masa es de $M_2 = 5 M_{\oplus}$. El valor de la masa planetaria apenas afecta a las curvas representadas, ya que el cociente de masas entre el cuerpo central y el planeta no es mayor que 0.001 en ningún caso. La relación entre masa planetaria y características atmosféricas es, en principio, independiente. Se ha utilizado la ecuación $\frac{4\pi^2}{G}(M_1 + M_2)P^2 = a^3$ de Kepler para transformar los ejes semimayores orbitales a periodos. En los diagramas se ha restringido a representar periodos orbitales menores de 48 h (2 días), que se corresponden con separaciones orbitales menores de unas 40 veces el radio de Júpiter (los satélites galileanos se encuentran a separaciones orbitales de Júpiter entre 5.9 –Ío– y 26.3 radios jovianos –Callisto–).

Hasta ahora no se han tenido en cuenta los efectos de marea gravitatoria sobre la estabilidad estructural del planeta cuando éste se encuentra a cortas separaciones del cuerpo

del campo magnético

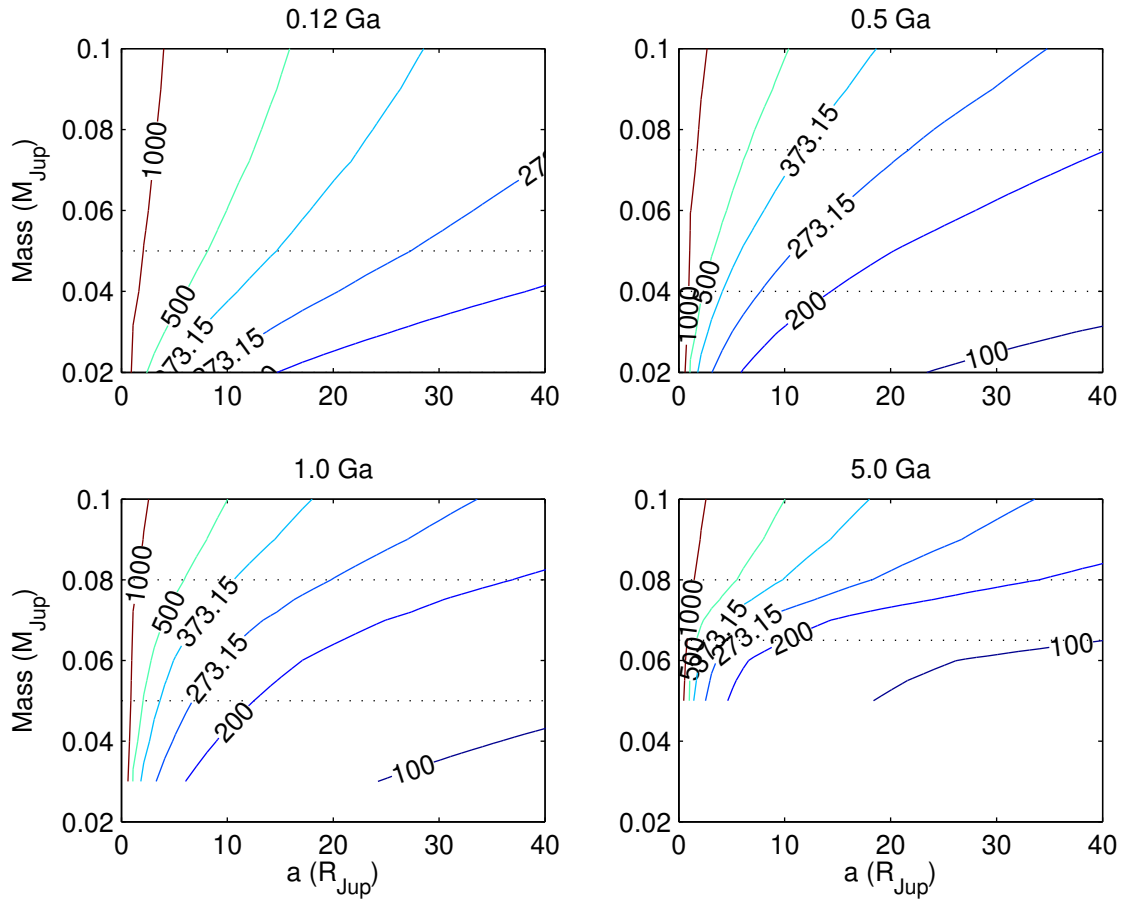


Figura 10.6: Temperatura efectiva planetaria en función de la edad (por cada ventana), la masa y la separación orbital. El valor de $T_{\text{eff},2}$ aparece etiquetado en cada curva. La atmósfera exoplanetaria está caracterizada por un albedo $A = 0.10$. Las líneas discontinuas horizontales negras denotan aproximadamente las transiciones M/L y L/T.

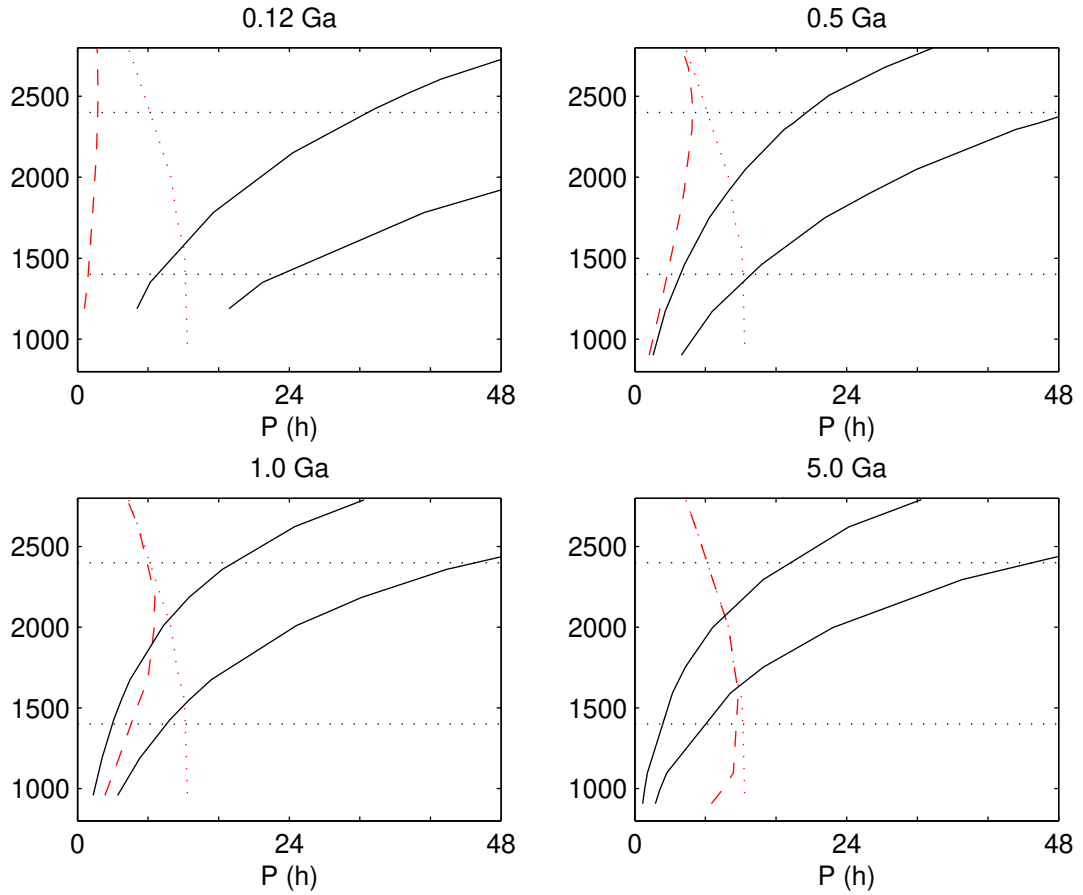


Figura 10.7: Bordes interno y externo de las HZ en función de la edad del sistema, la $T_{\text{eff},1}$ del cuerpo luminoso central y el período orbital de un exoplaneta con atmósfera con $A = 0.10$ y $\tau = 1.0$ y masa $M_2 = 5 M_{\oplus}$. Las líneas discontinuas horizontales negras denotan aproximadamente las transiciones M/L y L/T. En líneas discontinuas rojas se muestran los radios límite de Roche según Aggarwal & Oberbeck (1974) para las edades correspondientes y densidad del planeta igual que la terrestre (5515 kg m^{-3}). Por completitud, en todas las ventanas se muestra el borde externo del límite de Roche que se alcanzaría a la edad de 10 Ga (línea punteada roja).

central. Las fuerzas mareales se cuantifican por el radio de Roche, que es la mínima separación a la que un satélite natural puede orbitar alrededor de un cuerpo celeste sin que aquél sea destruido por la fuerza gravitatoria diferencial del objeto central. El radio de Roche R_{Roche} depende de la cohesión interna de las moléculas del satélite o planeta. Existen distintas determinaciones, en función de la consistencia rígida o fluida del satélite. Aggarwal & Oberbeck (1974) calcularon un radio de Roche que tenía en cuenta la fuerza de tensión entre las partículas que forman un satélite o planeta rocoso o helado, intermedio entre los dos extremos de rigidez y fluidez. Estos autores calcularon que un cuerpo helado o rocoso de más de 20 km se destruiría si se encontrase a una distancia del cuerpo central menor que:

$$R_{Roche,AO} = 1.38R_1 \left(\frac{\rho_1}{\rho_2} \right)^{1/3}, \quad (10.6)$$

donde ρ_1 y ρ_2 son las densidades del cuerpo central y del satélite o planeta, respectivamente, y R_1 es el radio del primer objeto¹⁰.

En la Figura 10.7 se han representado los radios límite de Roche de acuerdo a la Ecuación 10.6 en función de la masa y de la edad del cuerpo luminoso central, en líneas discontinuas rojas. Como densidades y radio de la enana se han utilizado las que dan los modelos teóricos de Dusty00 ($\rho_1 = 3M_1/4\pi R_1^3$). La densidad típica de un planeta telúrico es unas cinco veces mayor que la del agua: p.e., las densidades ρ_2 de Venus, la Tierra y Marte son 5 240, 5 515 y 3 940 kg m⁻³. En la Figura se ha utilizado el valor terrestre. Del diagrama se deduce que el radio de Roche máximo en una enana L temprana evolucionada se extiende hasta un periodo orbital de 8 h, y hasta de 12 h en el caso de una T temprana de más de 5 Ga. Las zonas habitables de las enanas T se encuentran por dentro del radio límite de Roche, por lo que probablemente no posean planetas con condiciones de habitabilidad. Sin embargo, los planetas en zonas habitables en torno a enanas M tardías y L tempranas e intermedias con periodos orbitales mayores de 10 h se encuentran a varias veces el límite de Roche.

La Figura 10.8 ilustra los desplazamientos relativos de las zonas habitables cuando se varían los parámetros atmosféricos albedo y espesor óptico efectivo a una edad fija (en particular 5 Ga). Las zonas habitables son más estrechas y están localizadas más cerca del cuerpo central cuando:

- el sistema planetario es más viejo,
- la masa del objeto central es menor,
- el albedo planetario es mayor y/o
- disminuye el espesor óptico efectivo.

Excepto para edades del sistema como la de las Pléyades o planetas con efecto invernadero muy importante, los bordes externos de las HZ de las enanas de tipo espectral L más temprano se encuentran por debajo del límite de periodo orbital de 48 h (más de 48

¹⁰En los extremos de rigidez y fluidez satelitarias, el factor 1.38 se convierte en $2^{1/3} \approx 1.260$ y 2.423, respectivamente. También hay factores de corrección de segundo orden dependientes del cociente de masas entre cuerpo central y satélite y del aplanamiento del elipsoide de la primaria.

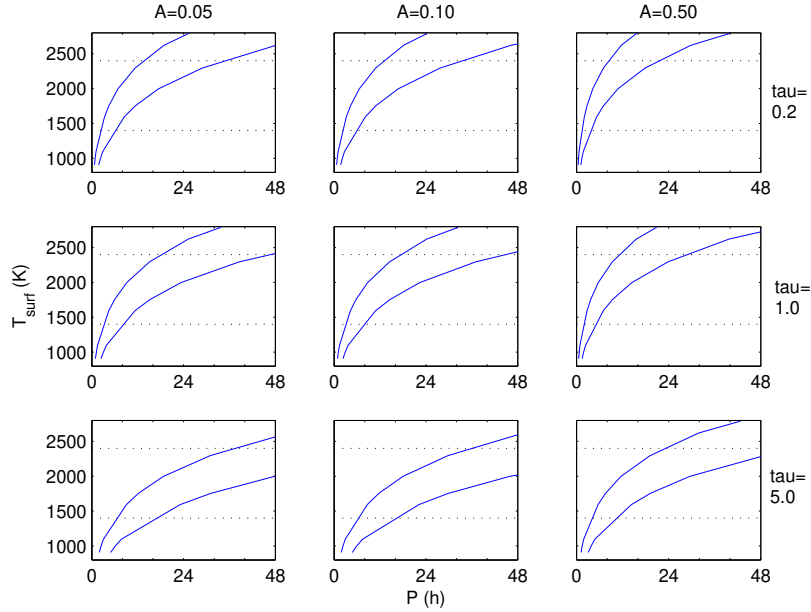


Figura 10.8: Lo mismo que la Figura 10.7, pero fijando la edad a 5.0 Ga y modificando los valores del albedo y del espesor óptico efectivo. Los diagramas de la columna izquierda se corresponden con $A = 0.05$, los de la central con $A = 0.10$ y los de la derecha con $A = 0.50$. Los diagramas de la fila superior se corresponden con $\tau = 0.2$, los de la central con $\tau = 1.0$ y los de la inferior con $\tau = 5.0$.

h en las enanas M tardías). Ésto sugiere que, de alcanzar las precisiones fotométricas y/o de velocidad radial necesarias, sería posible detectar un exoplaneta en zona habitable en torno a una enana L tanto por el método de tránsitos como por el de efecto Doppler. La investigación realizada en este Capítulo de Tesis es un desarrollo del trabajo presentado por Caballero & Rebolo (2002).

10.4 Velocidad radial: exoplanetas habitables y NAHUAL

Excepto en tres casos, los candidatos a exoplanetas detectados usando espectrógrafos en el óptico¹¹ orbitan estrellas más masivas que $0.7 M_{\odot}$. Las excepciones son tres estrellas de tipo espectral M2–4V muy próximas al Sol ($\lesssim 10$ pc) y que poseen masas entre 0.31 y $0.41 M_{\odot}$: GJ 436, HO Lib (GJ 581) e IL Aqr (GJ 876). Las búsquedas Doppler en el óptico están limitadas a estrellas con suficiente flujo en la zona verde del espectro óptico, donde se encuentran la mayoría de las líneas espectrales de yodo usadas como sistemas de referencia de laboratorio. Este flujo suficiente se obtiene en las estrellas a distancias intermedias que tienen su máximo de emisión en el verde o en estrellas con tipos espectrales M tempranos a distancias heliocéntricas extremadamente cortas. Un espectrógrafo en el infrarrojo cercano

¹¹Las búsquedas de velocidad radial más fructuosas han sido las de AFOE, The Anglo-Australian Planet Search Team, California & Carnegie Planet Search, CORALIE at Leonard Euler Telescope, ELODIE, ESO Coudé Echelle Spectrometer, High Accuracy Radial velocity Planetary Search, Hobby-Eberly Telescope y McDonald Observatory.

en un telescopio de clase 10 m que alcanzase la misma precisión que uno óptico sería capaz de detectar planetas de unas pocas masas terrestres orbitando estrellas de muy baja masa y enanas marrones con tipos espectrales más tardíos que M6 y masas menores de $0.1 M_{\odot}$ (es necesario realizar las mediciones donde las enanas ultrafrías emiten el máximo de su emisión, en el infrarrojo cercano). En esta Sección se discutirá si la detección por velocidad radial de planetas en zonas habitables alrededor de tales enanas ultrafrías podría ser posible.

Siguiendo la metodología y la nomenclatura mostradas por Desidera (1999) para estimar la capacidad de las búsquedas de velocidad radial, la precisión en una medida de V_r de una línea espectral viene dada por:

$$\delta v \sim \frac{cw}{\lambda d(N_{\text{pix}}I_c)^{1/2}}, \quad (10.7)$$

donde c es la velocidad de la luz, w la anchura de la línea espectral, N_{pix} el número de píxeles en una línea, d la profundidad de la línea como fracción de la intensidad del continuo, λ la longitud de onda e I_c la intensidad del continuo. Asumiendo un valor del ensanchamiento rotacional de $v \sin i = 10 \text{ km s}^{-1}$ (de donde se deriva que $d \sim 0.4$), que las observaciones se realizan en la banda J (de donde $J \sim 1.25 \mu\text{m}$) y una resolución $R = 150\,000$, entonces la precisión en la medida de la V_r de la línea es $\delta v \sim 10\,180/(S/N) \text{ m s}^{-1}$, donde (S/N) es la relación señal-ruido.

Si se considera un recubrimiento simultáneo de varias líneas espectrales, entonces el error en la medida de velocidad radial disminuye con la raíz del número de líneas utilizadas ($N_{\text{líneas}}$): $\delta v_N \sim \delta v N_{\text{líneas}}^{1/2}$. Si están presentes unas 500 líneas espectrales en el espectro (en su mayoría líneas muy apretadas de OH^- y vapor de agua que al disminuir la resolución espectral aparecen formando bandas en el infrarrojo cercano) y la relación señal-ruido es de 300, entonces se podría alcanzar la precisión $\delta v_N = 1.5 \text{ m s}^{-1}$. Este valor es del orden de los errores sistemáticos esperados en un instrumento infrarrojo que necesita criogenización y estabilidad, pero mayor que la precisión alcanzada en espectrógrafos ópticos de muy alta resolución como HIRES o HARPS, cuyas curvas de velocidad radial tienen desviaciones típicas de unas pocas decenas de cm s^{-1} . El valor $\delta v_N = 1.5 \text{ m s}^{-1}$ podría ser alcanzable en aproximadamente 1 h de exposición si se utilizase un espectrógrafo de muy alta resolución en el infrarrojo cercano a la salida de un sistema de óptica adaptativa en un telescopio de clase 10 m.

A partir de las separaciones orbitales, la masa del cuerpo luminoso central, se han calculado las amplitudes de velocidad radial provocadas por planetas de 1, 2, 5 y $10 M_{\oplus}$. En el eje vertical de la Figura 10.9 se representa la amplitud K_1 , donde:

$$K_1 = \frac{1}{(1 - e^2)^{1/2}} \left(\frac{2\pi G}{P} \right)^{1/3} \frac{M_2 \sin i}{(M_1 + M_2)^{2/3}}. \quad (10.8)$$

Se ha asumido que la órbita es circular ($e = 0$). M_1 y M_2 son las masas del cuerpo central luminoso y del exoplaneta, respectivamente, P es el periodo orbital y valor medio de $\sin i$ es:

$$\overline{\sin i} = \frac{\int_0^{\pi/2} di \sin i}{\int_0^{\pi/2} di} = \frac{3}{\pi}. \quad (10.9)$$

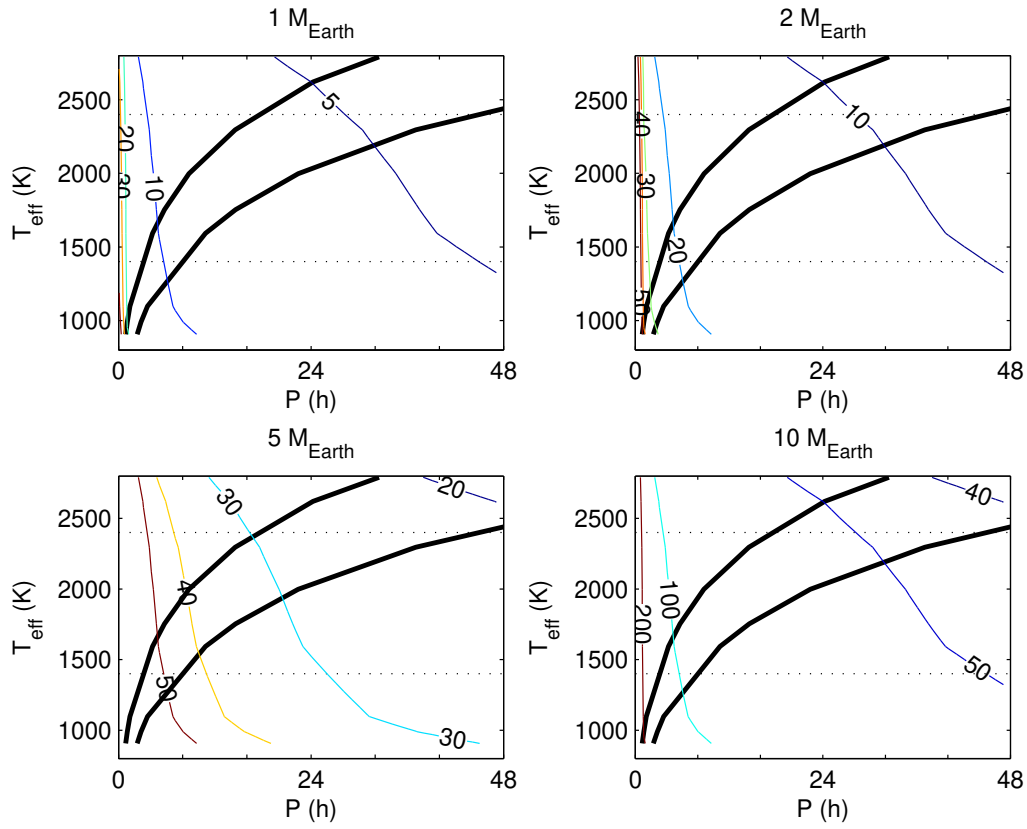


Figura 10.9: Curvas isocinéticas (de amplitud de velocidad radial constante corregida de inclinación orbital más probable) correspondientes a planetas de 5 Ga con $A = 0.10$, $\tau = 1.0$ y masas 1, 2, 5 y $10 M_{\oplus}$ sobrepuestas a sus respectivas zonas habitables.

En general, para detectar variabilidad en la curva de velocidad radial, es necesario que las amplitudes medidas sean al menos tres veces mayores que la precisión alcanzada. En los casos que se exponen en la Figura 10.9, las amplitudes K_1 son entre ~ 5 y ~ 10 m s^{-1} para una planeta de $1 M_{\oplus}$ alrededor de una enana L de 5 Ga más allá del límite de destrucción por mareas de Roche. Un planeta telúrico masivo de $5 M_{\oplus}$ provocaría variaciones de la V_r de la primaria de ~ 25 m s^{-1} de ser ésta una L temprana y de hasta ~ 50 m s^{-1} si es una L tardía. En principio, de alcanzar la precisión de velocidad radial mencionada anteriormente de 1.5 m s^{-1} , podrían detectarse planetas de tan sólo $1 M_{\oplus}$ en zonas habitables en torno a enanas L.

Alcanzar una precisión de medida de 1.5 m s^{-1} en el infrarrojo cercano es un reto tecnológico importante. El espectrógrafo (Echelle) que lo alcanzase debería cubrir suficiente rango espectral (para aumentar el número de líneas estudiadas), estar instalado en un telescopio de gran tamaño (para aumentar la recolección de fotones) y poseer un sistema de líneas de laboratorio bien caracterizado (análogamente a las celdas de yodo de los espectrógrafos ópticos; también habría que estudiar las líneas telúricas, OH^- y H_2O , de la atmósfera terrestre). Colocar el espectrógrafo a la salida de un banco de óptica adaptativa mejoraría su comportamiento. En la actualidad existen distintos proyectos para desarrollar tal tipo de espectrógrafo. Algunos de ellos son HRNIRS/Gemini (el instrumento ha sido cancelado, pero posiblemente se desarrolle otro no tan ambicioso), PHOENIX/Gemini, CRIRES/VLT o NIRSPEC/Keck. La Tabla 10.6 ilustra algunas de sus características más importantes. NAHUAL (*Near-infrAred High-resolUtion spectrogrAph for pLanet hunting*; Martín et al. 2005), un espectrógrafo infrarrojo de alta resolución propuesto como instrumento de tercera generación del Gran Telescopio Canarias, actualmente en fase de diseño conceptual, posee grandes ventajas sobre sus competidores: estará en un telescopio de clase máxima de 10 m (sólo Keck iguala a Gran Telescopio Canarias en área colectora) y tendrá un modo de muy alta resolución (únicamente superado por CRIRES) a la vez que el más amplio recubrimiento en longitud de onda (cubrirá simultáneamente las bandas ZJ o HK , por ejemplo, al contrario que CRIRES, cuyo rango espectral de estudio es mucho más estrecho –NAHUAL es *cross-dispersed*–). Con su modo de menor resolución, NAHUAL será capaz de cubrir casi por completo las bandas JHK en un mismo espectro. Dadas las novedades técnicas introducidas, con NAHUAL podrían detectarse los primeros planetas telúricos en zonas habitables.

Tabla 10.6: Espectrógrafos infrarrojos de alta resolución.

Espectrógrafo	Telescopio	R	$\Delta\lambda$	Comentario
HRNIRS (modo 1)	8.0 m Gemini	70 000	JHK/LM	<i>tip-tilt</i>
HRNIRS (modo 2)	8.0 m Gemini	30 000	$J/H/K$	Multiobjeto (15–30), OA
CRIRES	8.0 m VLT Antu	$\sim 100\,000$	$1\text{--}5\ \mu\text{m}$	OA, ¿enero 2006?
NIRSPEC	10.0 m Keck II	25 000	$0.95\text{--}5.4\ \mu\text{m}$	Sin OA
AO/NIRSPEC	10.0 m Keck II	$\sim 27\,000?$	$0.95\text{--}5.4\ \mu\text{m}$	Con OA
NAHUAL	10.4 m GTC	84 000, 41 000	$0.9\text{--}2.5\ \mu\text{m}$	Sin/con OA

