

UNIVERSITÀ DEGLI STUDI DI PADOVA

Dipartimento di Fisica e Astronomia

Corso di Laurea Triennale in Astronomia

SULLA FORMAZIONE ED EVOLUZIONE DELLE NANE BRUNE

**Relatrice:**

Prof.ssa Paola Marigo

**Candidata:**

Margherita Bera

**ANNO ACCADEMICO 2021/2022**

# Indice

<b>Abstract</b>	<b>1</b>
<b>Introduzione</b>	<b>1</b>
<b>1 Nane brune: analisi ed evoluzione di struttura interna, proprietà termiche e meccaniche</b>	<b>4</b>
1.1 Cosa sono le nane brune . . . . .	4
1.2 Evoluzione della luminosità . . . . .	5
1.3 Evoluzione della temperatura . . . . .	6
1.4 Massa e età . . . . .	7
1.5 Evoluzione del raggio . . . . .	7
1.6 Accensione di Deuterio e Litio nelle nane brune . . . . .	9
<b>2 Analisi dell'atmosfera</b>	<b>11</b>
2.1 Studio dell'atmosfera delle nane brune . . . . .	11
2.2 Specie chimiche ricorrenti nella fotosfera delle nane brune . . . . .	11
2.3 Caratterizzazione di nane di tipo M, L, T con analisi spettroscopica . . . . .	13
2.3.1 Nane M . . . . .	13
2.3.2 Nane L . . . . .	14
2.3.3 Nane T . . . . .	15
2.3.4 Una nuova prospettiva: nane Y . . . . .	16
2.4 Modellistica per nane L e T: i modelli Dusty e Cond . . . . .	18
<b>3 Analisi delle teorie di formazione e differenze tra nane brune e pianeti giganti</b>	<b>19</b>
3.1 Proprietà osservative . . . . .	19
3.2 Teorie di formazione comuni tra nane brune e pianeti giganti . . . . .	20
3.3 Teorie di formazione per nane brune: l'accrezione . . . . .	21
3.4 Teorie di formazione per pianeti giganti . . . . .	23
<b>Conclusioni</b>	<b>25</b>

# Elenco delle figure

1	Sinistra: Prima osservazione di Gl229B nel far IR, 1994, Palomar Mountain, California. Destra: GL229B, 1995, Hubble Space Telescope, far IR. In entrambe le immagini è mostrato in primo piano Gl229B e, in background, la nana rossa Gl229A, di cui Gl229B è compagna. La distanza tra le due si stima essere maggiore di quella tra il Sole e Plutone. (Credit: Sinistra: T. Nakajima (Caltech), S. Durrance (JHU); Destra: S. Kulkarni (Caltech), D.Golimowski (JHU), NASA) . . . . .	2
1.1	Evoluzione della luminosità al variare del tempo (Credit: Burrows et al., 2001)[7] . . . . .	5
1.2	Evoluzione della temperatura centrale al variare del tempo (Credit: Burrows et al., 2001)[7] . . . . .	6
1.3	Evoluzione del raggio al variare del tempo (Credit: Burrows et al., 2001)[7] . . . . .	8
1.4	Abbondanza del deuterio al variare del tempo. I colori indicano gli stessi range di massa usati precedentemente. (Credit: Burrows et al., 2001)[7] . . . . .	9
2.1	Abbondanza di elementi chimici nell'atmosfera di stelle di piccola massa comparabili con il range delle nane brune (Credit: Burrows et al., 2001)[7] . . . . .	12
2.2	Profili di abbondanza degli elementi chimici nell'atmosfera di Gl 229B (Credit: Burrows et al., 2001)[7] . . . . .	13
2.3	Paragone tra gli spettri in infrarosso (0.6 - 1 $\mu\text{m}$ ) di (dall'alto verso il basso) una nana M di tipo avanzato (M9) e tre nane L di diversi tipi (L3, L5, L8) (Credit: Burrows et al., 2001)[7] . . . . .	14
2.4	Parallelismo tra gli spettri di nane di tipo M, L, T nell'infrarosso. (Credit: Chabrier et al., 2005)[11]	16
2.5	Parallelismo tra gli spettri normalizzati, tra 1.15-1.70 micrometri, di nane standard di tipo T6, T7, T8, UGPS 0722-05, WISEP J1738+2732. In figura sono indicate le principali bande di assorbimento. (Credit: Cushing et al., 2011)[13] . . . . .	17
3.1	Paragone della di emissione dell' $\text{H}\alpha$ di (dall'alto verso il basso) un tipico oggetto CTTS, un tipico oggetto substellare formato attraverso accrezione, e un oggetto substellare che non ha subito l'effetto di accrezione (Credit: Muzerolle et al., 1998; Muzerolle et al., 2005)[25][26] . . . . .	22
3.2	Tasso di accrescimento di massa in funzione di masse di tipo substellare e stellare per oggetti in Taurus (1 Myr), Cha I (2 Myr), IC 348 (2 Myr), e Ophiuchus (0.5 Myr) (Credit: Gullbring et al., 1998; White and Ghez, 2001; Muzerolle et al., 2000, 2003, 2005; Natta et al., 2004; Mohanty et al., 2005 . . . . .	23

# Abstract

La tesi si focalizza sullo studio delle principali caratteristiche ed evoluzione delle nane brune, oltre che sulla definizione delle stesse, andando a discutere l'errata definizione di questi oggetti substellari fornita dalla IAU nel 2002. Nel primo capitolo ci si concentra sull'analisi della loro struttura interna, delle proprietà meccaniche e termiche e della loro evoluzione, attraverso il paragone tra gli andamenti tra nane brune, pianeti giganti e stelle. Il secondo capitolo si pone come obiettivo lo studio dell'atmosfera delle nane brune e la necessità di ampliare la classificazione stellare con l'aggiunta delle nane di tipo T, L e Y. Attraverso l'analisi delle teorie di formazione, nel terzo capitolo si giunge poi ad un breve approfondimento sulle principali differenze tra la nascita delle nane brune e i pianeti giganti.

# Introduzione

Le nubi molecolari danno vita a stelle appartenenti ad un ampio intervallo di masse possibili. La massa di una stella va a determinare la sua appartenenza alle diverse classi di classificazione stellare e ne determina il destino: le stelle massive potranno con facilità vivere la Sequenza Principale dove andranno a bruciare H, mentre quelle meno massive dovranno contrarsi per centinaia di milioni di anni prima di raggiungere una temperatura sufficiente per innescare il bruciamento dell'idrogeno. E' proprio sulla massa di un dato corpo celeste che si basa la distinzione, come si vedrà in seguito non propriamente corretta, tra pianeti giganti, stelle, e nane brune.

Si definisce come stella di "piccola massa" una stella con massa compresa tra quella del limite del bruciamento dell'idrogeno,  $\sim 0.075M_{\odot}$  (Burrows et al. 1997, Chabrier & Baraffe 2000)[6][42], e  $\sim 0.2M_{\odot}$ , soglia per l'accensione dell'elio (Burrows et al, 1997)[6]. Tutti gli oggetti con massa minore di questo limite sono considerati nane brune.

Teorizzate già negli anni Sessanta come "stelle fallite" e osservate per la prima volta nel 1995 (Basri G., 2000)[40], le nane brune sono definite come oggetti non abbastanza massicci da sostenere il bruciamento dell'idrogeno, motivo per cui vengono spesso chiamate "stelle mancate". Fin dalla scoperta della prima Nana Bruna Gl 229B, l'identificazione di ulteriori oggetti con temperature minori delle già conosciute Nane M ha subito una forte crescita. Infatti, nonostante dalle teorie iniziali potessero sembrare oggetti rari, le nuove survey mostrano che in realtà potrebbero essere oggetti comuni tanto quanto le stelle.

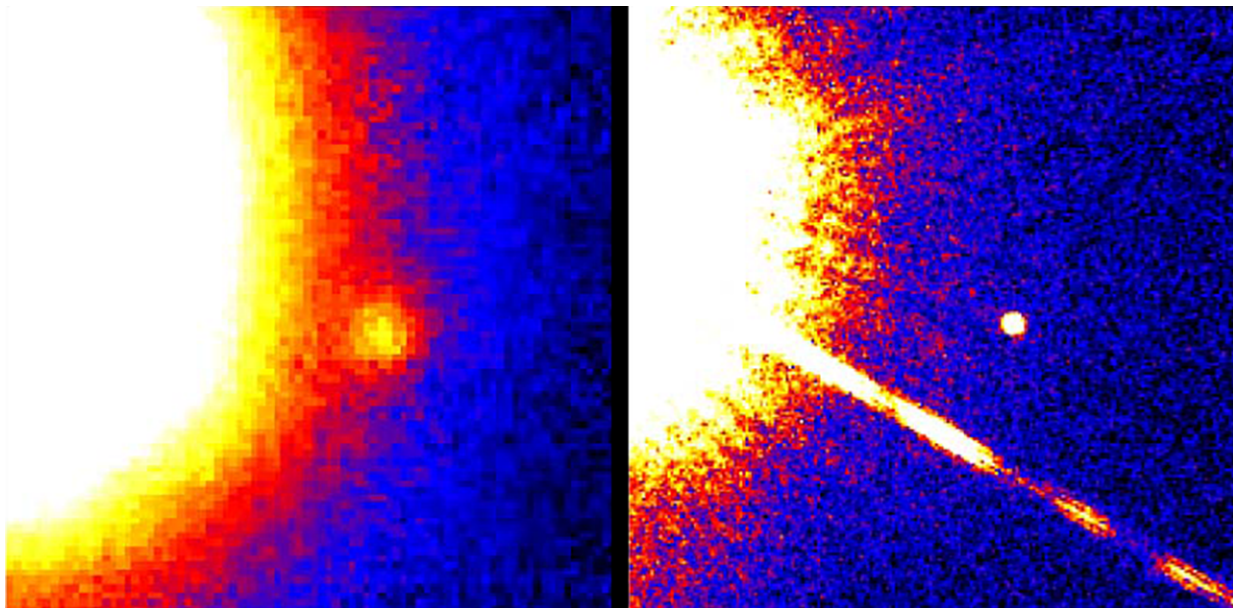


Figura 1: Sinistra: Prima osservazione di Gl229B nel far IR, 1994, Palomar Mountain, California. Destra: GL229B, 1995, Hubble Space Telescope, far IR. In entrambe le immagini è mostrato in primo piano Gl229B e, in background, la nana rossa Gl229A, di cui Gl229B è compagna. La distanza tra le due si stima essere maggiore di quella tra il Sole e Plutone. (Credit: Sinistra: T. Nakajima (Caltech), S. Durrance (JHU); Destra: S. Kulkarni (Caltech), D.Golimowski (JHU), NASA)

Queste scoperte identificarono due principali classi di oggetti, cosa che richiese una nuova classificazione spettrale.

La prima famiglia di oggetti mostrò da una parte colori fortemente piccati nell'IR (J-K, H-K), dall'altra una graduale scomparsa delle righe degli ossidi di metallo, come TiO, VO (usate normalmente per classificare la tipologia spettrale delle Nane M) e degli idrati come FeH e CaH. Sono classificate come nane di tipo "L" e molte di esse sono state scoperte dalle *survey* DENIS, nel near IR, e 2MASS. La seconda famiglia fu designata a seguito della scoperta di una dozzina di oggetti con proprietà simili a Gl 229B grazie a 2MASS e VLT. Lo spettro IR di questi oggetti è caratterizzato righe di assorbimento del metano nelle bande H, K, L, garantendo colori blu nel vicino IR. Queste nane fredde sono state identificate come di tipo "T".

Si andranno dunque a trattare nei prossimi capitoli le proprietà della struttura interna delle Nane Brune, le proprietà spettroscopiche e fotometriche (che come verrà spiegato necessitano la considerazione dell'opacità dovuta ai grani di polvere, date le basse temperature), per poi giungere ad una trattazione sulla formazione ed evoluzione delle stesse.

# 1. Nane brune: analisi ed evoluzione di struttura interna, proprietà termiche e meccaniche

## 1.1 Cosa sono le nane brune

Secondo la definizione della IAU del 2002:

1. Oggetti in orbita attorno ad una stella di tipo solare con massa superiore alla massa limite per la fusione termonucleare del deuterio (cioè 13.6 masse gioviane) sono “nane brune” (indipendentemente da come sono state formate), mentre oggetti con massa sotto questo limite sono “pianeti”.

2. Oggetti liberi da qualsiasi orbita in ammassi stellari giovani (che hanno probabilmente avuto una formazione simile a quella delle stelle e non sembrano essere stati espulsi da sistemi planetari) con massa inferiore alla massa limite per la fusione termonucleare del deuterio non sono “pianeti” ma “sub-nane brune”.

Questa definizione è stata a lungo contestata e rivista, soprattutto per il fatto che, come andremo ad analizzare a breve, sembra che il bruciamento del deuterio abbia un impatto trascurabile sulla struttura e l'evoluzione della stella (Chabrier et al. 2007) [8]. Sulla base di ciò viene invece enunciata nel 2014 da Chabrier, Johansen, Janson, Rafikov, la seguente definizione che andremo ad adottare. Chiamiamo “nane brune”:

1. Tutti gli oggetti fluttuanti, i cosiddetti “free-floating objects”, con massa inferiore alla massa minima per il bruciamento dell'idrogeno, cioè  $\sim 0.075M_{\odot}$  (Chabrier et. al., 2000b) [42], indipendentemente dal fatto che riescano o meno ad accendere il deuterio.

2. Oggetti compagni di una stella o un'altra nana bruna, con proprietà meccaniche e di composizione consistenti con quelle di una sfera gassosa di composizione chimica globale simile a quella della stella/nana bruna compagna.

Date queste definizioni ci chiediamo come descrivere la fisica dell'interno delle nane brune, con l'intento di capire se essa sia assimilabile a quella delle stelle che vivono invece il bruciamento dell'idrogeno, quindi con  $M > 0.075 M_{\odot}$ . Sappiamo che le stelle sono enormi sfere gassose in cui la fusione nucleare produce la pressione necessaria a compensare l'energia gravitazionale garantendo l'equilibrio idrostatico. In Sequenza Principale vale una relazione massa-raggio,  $R \propto M^{0.6}$ . In particolare, le stelle di piccolissima massa,  $M < 0.35 M_{\odot}$ , sono caratterizzate da atmosfere molecolari e core convettivi dati dalla combinazione di idrogeno e elio per gran parte della loro vita.

Le loro emissioni sono piccate nel near IR e, come andremo ad analizzare a breve, nonostante il bruciamento di deuterio e litio, la loro evoluzione non è influenzata dai processi termonucleari. Questo è sottolineato anche dal fatto che nello studio dei regimi dell'equazione di stato assunti da stelle di diversa massa si è notato che per stelle poco massicce la pressione di degenerazione elettronica diventa sempre più importante. Da qui si deduce che esse debbano raffreddarsi inesorabilmente durante la loro vita. Andiamo ad analizzare dunque l'evoluzione delle proprietà meccaniche e termiche che caratterizzano l'interno di una nana bruna.

## 1.2 Evoluzione della luminosità

In Figura 1.1 è descritto l'andamento ed evoluzione della luminosità per oggetti di masse substellari, con masse comprese tra  $0.3 M_{jup}$  a  $0.2 M_{\odot}$  (Burrows et. al. 2001) [7]. Oggetti differenti sono associati a colori differenti: vengono indicate in rosso le nane brune che si trovano sotto il limite di accensione del deuterio, a  $0.013 M_{\odot}$ , in verde quelle in un range di massa compreso tra  $0.013$  a  $0.075 M_{\odot}$ , in blu le stelle con massa maggiore al limite di accensione dell'idrogeno. I puntini marroni e lilla indicano l'istante in cui ogni nana bruna ha bruciato il 50% delle sue riserve di deuterio e litio rispettivamente.

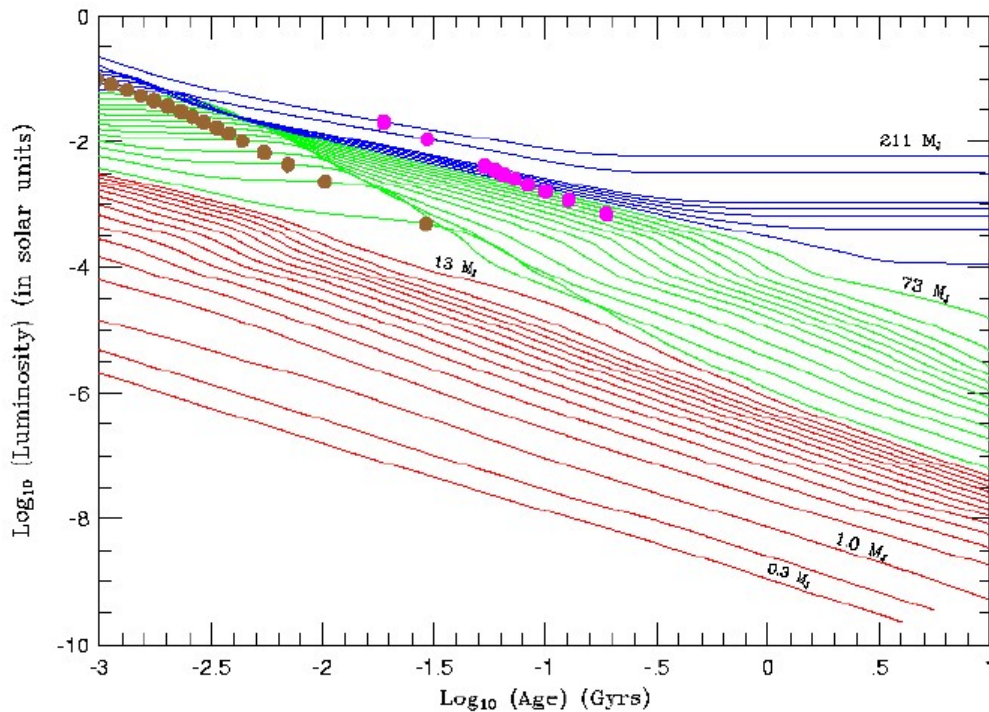


Figura 1.1: Evoluzione della luminosità al variare del tempo (Credit: Burrows et al., 2001)[7]

Dall'analisi della figura si nota come una sostanziale divisione tra stelle e nane brune appaia solo dopo più di  $10^9$  anni. Infatti, tra i  $10^{8.3}$  e  $10^{9.5}$  anni, il bruciamento nucleare all'interno delle stelle riesce a compensare la perdita di fotoni dalla superficie e questo permette alle stesse di raggiungere una data luminosità su cui si stabilizzano. Come già detto, questo non succede nelle nane brune: anche se quelle più massicce ( $0.065 M_{\odot}$ ) riescono a bruciare idrogeno in modo instabile per un breve periodo di tempo, nessuna di loro riuscirà a bruciarlo ad un tasso abbastanza alto da raggiungere l'equilibrio termico. Come si nota da Figura 1.1, però, esse riusciranno ad accendere per un breve periodo il deuterio, creando un piccolo bump nella parte iniziale dell'evoluzione ad alte L. Nonostante ciò, considerata l'abbondanza di deuterio in esse ( $\leq 3 \times 10^{-5}$ ) questo non porterà ad una vera e propria "deuterio Main Sequence".

Proprio questa sostanziale differenza giustifica lo stacco netto tra le due: mentre l'evoluzione della luminosità delle stelle si appiattisce, quella delle nane brune continua il suo inesorabile declino.



Quest'ultima fase evolutiva per la luminosità di oggetti substellari ( $\geq 1\text{Gyr}$ ) può essere approssimata da una legge di potenza (Burrows et. al. 2001)[7]:

$$L \propto 4 \times 10^{-5} L_{\odot} \left( \frac{10^9 \text{yr}}{t} \right)^{1.3} \left( \frac{M}{0.05 M_{\odot}} \right)^{2.64} \left( \frac{k_r}{10^{-2} \text{cm}^2 \text{gm}^{-1}} \right)^{0.35} \quad (1.1)$$

Con  $k_r$ , opacità media di Rosseland.

L'eq. (1.1) sottolinea come la decrescita della luminosità sia notevole con il passare del tempo: basti pensare che, secondo la Figura 1.1, la luminosità di una nana bruna di  $0.030 M_{\odot}$  è di circa  $10^{-2} L_{\odot}$  a 1Myr, decrescendo fino a  $6 \times 10^{-6} L_{\odot}$  a 1Gyr. Questo spiega perché sono state osservate nane brune vecchie solamente nella Nube Interstellare Locale (quindi entro un raggio di 30 anni luce) mentre è stato possibile fare lo stesso in ammassi e regioni di formazione stellare più distanti.

### 1.3 Evoluzione della temperatura

In Figura 1.2 (Burrows et. al. 2001)[7] è illustrato l'andamento della temperatura centrale  $T_c$ , con gli stessi set di masse e gli stessi colori di Figura 1.1:

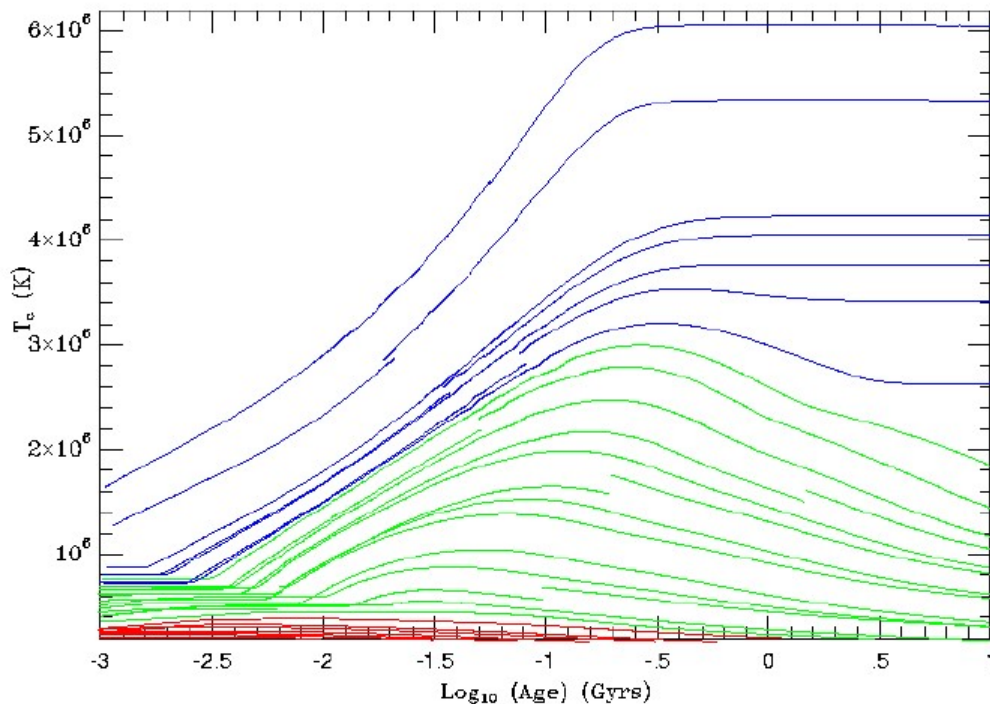


Figura 1.2: Evoluzione della temperatura centrale al variare del tempo (Credit: Burrows et al., 2001)[7]

Si può notare come sia nel caso di stelle che bruciano l'H, in blu, che nel caso di oggetti substellari, in rosso e verde, la temperatura cresca fino al raggiungimento di un picco, dopo il quale si diramano diverse casistiche.

Infatti, se la stella è abbastanza massiccia, cioè con massa maggiore al limite di accensione dell'idrogeno (in blu), la produzione termonucleare arriva al punto in cui riesce a compensare la perdita di luminosità dalla superficie:

questo permette alla temperatura del core di stabilizzarsi, stando sui  $3 \times 10^6 \text{K}$  per una stella al limite del bruciamento dell'idrogeno. Questo non sarà possibile per le nane brune e oggetti substellari. Il core delle nane brune infatti non potrà mai raggiungere una temperatura tale da sostenere l'equilibrio termico prima di diventare degenere, motivo per cui vediamo in Figura 1.2 la loro  $T_c$  inizialmente crescere con il passare del tempo, raggiungere un picco, per poi decrescere ancora. Il picco di temperatura raggiunto dal core delle nane brune è dipendente dalla massa della nana bruna stessa:

$$T_c \propto 2 \times 10^6 \text{K} \left( \frac{M}{0.05 M_\odot} \right)^{4/3}$$

Il range di temperatura centrale previsto per le nane brune è stato stimato tra i  $10^4$ - $10^7 \text{K}$  (Chabrier et. al., 2005)[11].

La fase evolutiva finale della nana bruna, invece, è caratterizzata dal suo raffreddamento, con una temperatura effettiva che decresce secondo la legge:

$$T_{eff} \propto 1550 \text{K} \left( \frac{10^9 \text{yr}}{t} \right)^{0.32} \left( \frac{M}{0.05 M_\odot} \right)^{0.83} \left( \frac{k_r}{10^{-2} \text{cm}^2 \text{gm}^{-1}} \right)^{0.088}$$

Questo vuol dire che, considerando ancora una nana bruna di  $0.030 M_\odot$ , essa avrà una temperatura effettiva di circa  $2800 \text{K}$  dopo  $1 \text{Gyr}$ , che decresce fino a  $900 \text{K}$  dopo  $1 \text{Myr}$ .

## 1.4 Massa e età

Conoscere gli andamenti di temperatura e luminosità diventa indispensabile nel momento in cui si desidera avere una stima approssimata della massa e età di una data nana bruna. Infatti è possibile ottenere massa e età di una stella di piccola massa andando a comparare la sua temperatura e luminosità a modelli evolutivi teorici (Luhman, 2012)[46].

Ovviamente questa stima dipende dalla precisione delle stime di temperatura e luminosità, così come dalla scelta del modello evolutivo, ma è stato comunque possibile raggiungere risultati ragionevoli per nane giovani di tipo M.

Diversa è la situazione per nane di tipo L e T, con distribuzione spettrale di energia peculiare e modelli atmosferici, che andremo ad analizzare a breve, molto più incerti: in questo caso sono stati riscontrati valori di massa e età con errori particolarmente alti.

## 1.5 Evoluzione del raggio

L'andamento evolutivo del raggio di stelle e oggetti substellari è descritto in Figura 1.3 (Burrows, et. al. 2001)[7], con gli stessi range di massa e gli stessi colori indicati in precedenza.

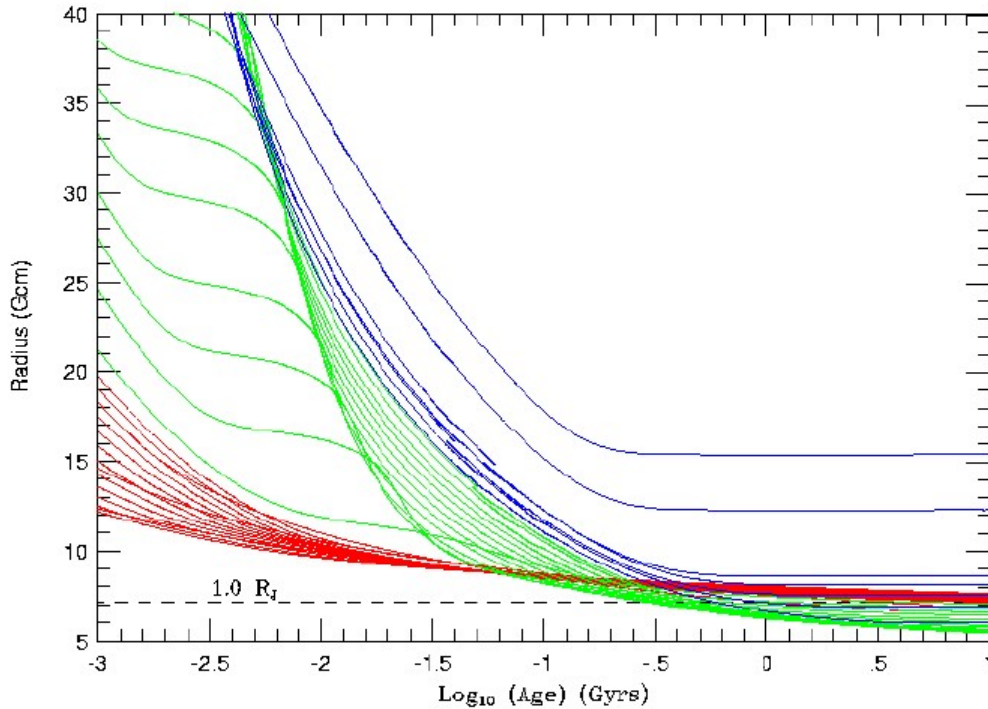


Figura 1.3: Evoluzione del raggio al variare del tempo (Credit: Burrows et al., 2001)[7]

Si nota subito che c'è una relazione non monotona tra l'andamento del raggio e la massa dell'oggetto in considerazione. Nel caso delle nane brune (in verde) è presente un plateau iniziale dovuto alla fase di bruciamento del deuterio che stabilizza temporaneamente l'andamento di  $T_{eff}$ ,  $L$ ,  $R$ .

Nella parte sinistra del grafico, per stelle e oggetti substellari relativamente giovani, notiamo che i valori dei raggi crescono in modo direttamente proporzionale alle masse, ma per una data massa il raggio decresce sempre in funzione del tempo per poi raggiungere un "plateau" dopo circa 1Gyr.

Spostandoci invece nella parte destra del grafico, nella fase evolutiva avanzata, la relazione tra massa e raggio si inverte, portando gli oggetti con masse minori (in rosso) ad avere raggi maggiori. Questo vuol dire che in generale il raggio cresce con la massa per nane brune più giovani di circa 100Myr e decresce successivamente.

È stata trovata infatti (Chabrier&Baraffe 2000)[43] una relazione massa-raggio per le nane brune di  $R \propto M^{-1/8}$ , in contrasto, in quanto materia degenere, con l'andamento che caratterizza invece l'evoluzione del raggio delle stelle,  $R \propto M^{0.6}$ .

Una stima dell'andamento del raggio per nane brune in evoluzione avanzata, quindi come si può vedere indipendente dalla massa, può essere data da (Burrows et. al. 2001)[7]:

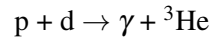
$$R \propto 6.7 \times 10^4 \text{ km} \left( \frac{10^5}{g} \right)^{0.18} \left( \frac{T_{eff}}{1000K} \right)^{0.11}$$

Si può avere un'idea della decrescita del raggio considerando ancora una nana bruna di  $0.030M_{\odot}$ : essa avrà raggio di  $4.3R_{jup}$  a 1Myr e  $1.0R_{jup}$  a 1Gyr.

## 1.6 Accensione di Deuterio e Litio nelle nane brune

Come già enunciato, le nane brune e con loro gli oggetti di piccola massa non riescono ad avere una produzione di energia interna termonucleare abbastanza alta da compensare la perdita di energia che viene irradiata dalla superficie sotto forma di fotoni. Questo però non vieta loro di vivere delle vere e proprie fasi termonucleari, anche se spesso parziali o temporanee.

È stato dimostrato (Burrows et. al, 2001)[7] che oggetti con massa maggiore di circa  $13 M_{jup}$  riusciranno ad accendere il deuterio, isotopo dell'idrogeno, e bruciarlo attraverso la seguente reazione:



In Figura 1.1 sono indicati con pallini oro gli istanti in cui ogni stella o oggetto di piccola dimensione ha bruciato il 50% del deuterio disponibile. Lo studio della frazione di deuterio al variare del tempo ha mostrato come tutte le nane brune con massa maggiore di  $0.015M_{\odot}$  terminino il deuterio disponibile entro 30Myr. Come si può notare dalla seguente immagine che ne descrive l'andamento al variare del tempo:

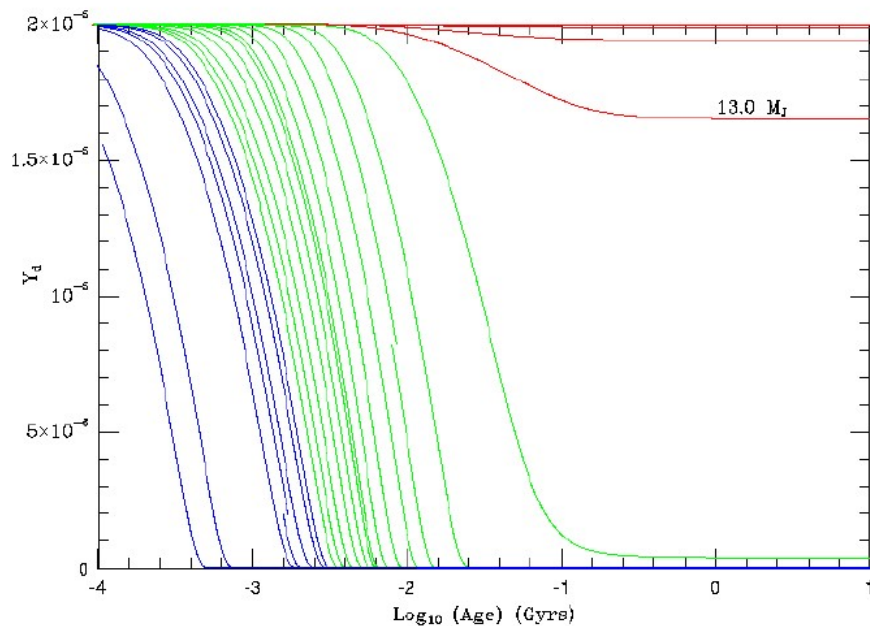
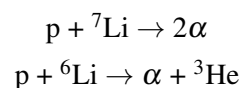


Figura 1.4: Abbondanza del deuterio al variare del tempo. I colori indicano gli stessi range di massa usati precedentemente. (Credit: Burrows et al., 2001)[7]

Considerando invece oggetti più massicci, con massa maggiore di  $0.065M_{\odot}$  (circa  $63M_{jup}$ ) e con un'età compresa tra 30 e 300Myr si è notato come essi siano in grado di vivere un'ulteriore fase termonucleare, accendendo gli isotopi del litio attraverso le seguenti reazioni:



Considerando ora i pallini magenta in Figura 1.1, che indicano in questo caso l'istante in cui il 50% del litio disponibile è stato bruciato, notiamo che questi si estendono nel regime delle nane brune. Su questo fatto si basa il "lithium test", in cui si identifica un oggetto substellare vecchio come una nana bruna attraverso il riconoscimento della riga del litio atomico a 6708 Å. Questo metodo non è sempre applicabile: ad esempio nelle nane di tipo T in stato avanzato in cui il litio si trova in forma molecolare (come LiCl) risulta impossibile determinare la riga a 6708 Å. (Burrows et al, 2001)[7].

## 2. Analisi dell'atmosfera

### 2.1 Studio dell'atmosfera delle nane brune

L'importanza dello studio dell'atmosfera delle nane brune è apparsa fin da subito. Dalla scoperta di Gl 229B nell'ottobre 1995 si notò come dovesse trattarsi di un oggetto substellare: inizialmente grazie alla debolezza dell'oggetto in sé, ma successivamente, e questa fu l'argomentazione decisiva, grazie alla forte presenza di righe di metano nel suo spettro. Il metano infatti è un elemento molto comune nell'atmosfera di pianeti giganti mentre non lo è nelle stelle, troppo calde per permetterne la formazione: si capì così che l'oggetto appena scoperto non poteva essere una stella (Basri G., 2000)[40]

Come si è visto in precedenza, le nane brune vivono un'evoluzione caratterizzata, dopo il raggiungimento del picco, da un continuo raffreddamento che avviene attraverso l'irraggiamento della loro energia interna verso l'esterno. Il tasso a cui avviene questo irraggiamento dipende principalmente dall'atmosfera, della quale possiamo studiare diversi modelli in base alla variazione della composizione chimica e alla presenza di specie atomiche condensate. Diversi modelli atmosferici caratterizzano diverse emissioni e, a partire da Gl 229B, la scoperta di numerosi oggetti più freddi delle classiche nane M mise gli astronomi di fronte alla necessità di aggiungere classi spettrali allo schema di classificazione spettrale MKK usato fino a quel momento per classificare le stelle, andando a considerare ora anche le nane di tipo L, T e, solo successivamente, Y. (Kirkpatrick 2005; Helling & Casewell 2014). [38] [41]

Lo studio dell'atmosfera delle nane brune è basato principalmente sull'utilizzo di codici monodimensionali con cui creare griglie di modelli che coprano il range di temperatura e gravità superficiale di cui si è interessati per poter poi lavorare paragonandoli ai dati osservativi (Phillips et. al., 2020)[30]. Essere in possesso di tali modelli atmosferici ed evolutivi accurati non solo permette di capire in profondità l'andamento chimico/fisico dell'atmosfera, ma può inoltre essere utile per imporre vincoli sulla massa ed età di oggetti appena scoperti (Kirkpatrick et. al. 2019)[39].

### 2.2 Specie chimiche ricorrenti nella fotosfera delle nane brune

Le principali specie chimiche che caratterizzano le nane brune di metallicità quasi solare sono idrogeno, elio, ossigeno, carbonio e azoto. Diverse nane brune saranno caratterizzate da diverse distribuzioni spettrali di energia, influenzate principalmente da assorbimento dovuto a forti bande molecolari e grani di polvere.

Per temperature effettive tipiche delle nane brune,  $100\text{K} < T < 3000\text{K}$ , e metallicità solari, numerose molecole prendono forma: la forma più stabile per l'idrogeno è  $\text{H}_2$ , quella del carbonio è  $\text{CH}_4$  o  $\text{CO}$ , quella dell'ossigeno è  $\text{H}_2\text{O}$  e quella dell'azoto è  $\text{N}_2$  o  $\text{N}_3$  (Fegley and Lodders 1996)[45]. Considerando temperature inferiori, circa  $1600\text{-}2000\text{K}$ , è possibile trovare silicati e ossidi metallici come  $\text{TiO}$  e  $\text{VO}$  (o idrati  $\text{FeH}$ ,  $\text{CaH}$ ,  $\text{MgH}$ ), mentre metalli alcalini vengono trovati a temperature di circa  $1000\text{K}$ . A temperature effettive inferiori a circa  $200\text{K}$  e  $500\text{K}$  possono formarsi nubi di  $\text{NH}_3$  e  $\text{H}_2\text{O}$  rispettivamente, con un'altezza che sembra decrescere con il raffreddamento della nana bruna (Burrows, 2001; Basri G., 2000)[7][40].

In generale è stato possibile studiare le atmosfere di oggetti di piccola massa per il range di temperatura corrispondente con quello delle nane brune giungendo così, attraverso il paragone con i dati osservativi di nane M, L, T, alla descrizione dell'abbondanza frazionaria degli elementi trovati, come si può vedere in Figura 2.1:

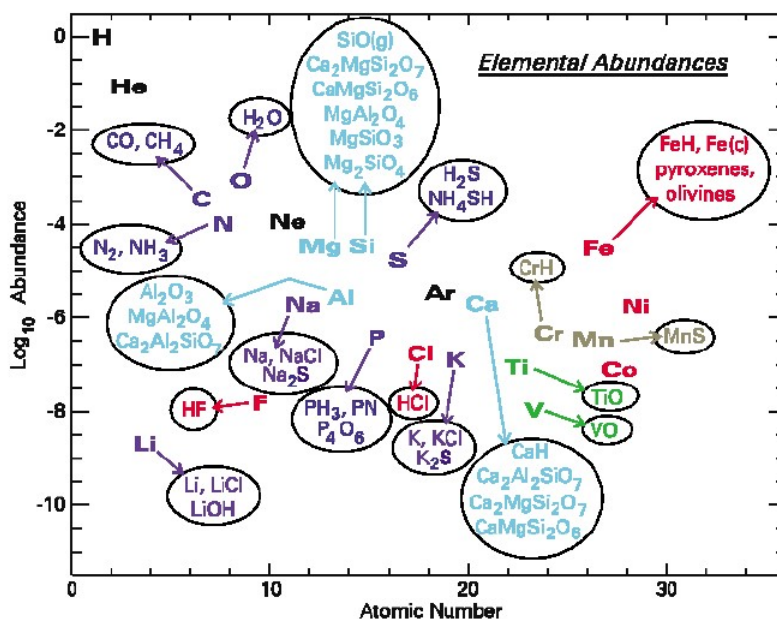


Figura 2.1: Abbondanza di elementi chimici nell'atmosfera di stelle di piccola massa comparabili con il range delle nane brune (Credit: Burrows et al., 2001)[7]

Si nota quindi la già preannunciata importanza di idrogeno (sotto forma di H<sub>2</sub>, con un'abbondanza al 90% ) ed elio, seguita da ossigeno, carbonio e azoto, sotto forma di molecole quali H<sub>2</sub>O, CO, CH<sub>4</sub>, N<sub>2</sub>, NH<sub>3</sub>. Di queste molecole è stato possibile, (Burrows et. al. 2001)[7], studiare l'andamento dei profili di abbondanza in Gl 229B al variare della temperatura:

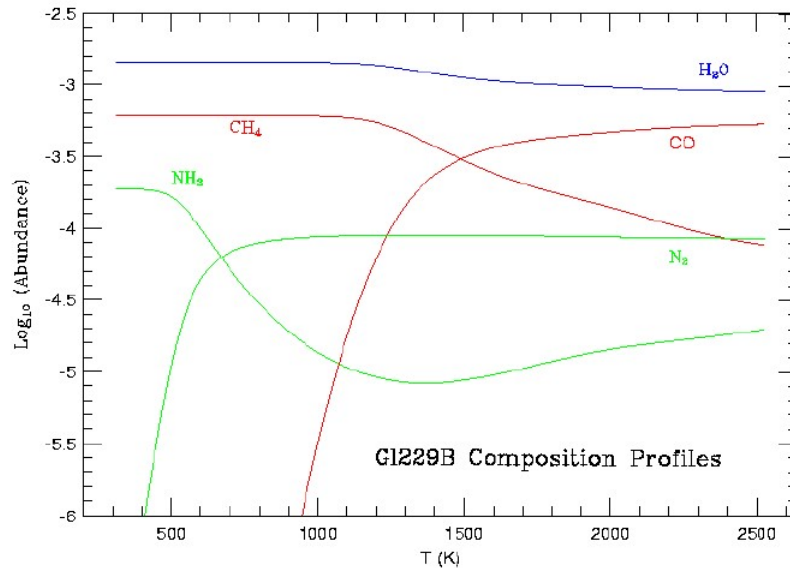


Figura 2.2: Profili di abbondanza degli elementi chimici nell'atmosfera di Gl 229B (Credit: Burrows et al., 2001)[7]

Come dimostrato anche in Figura 2.2, possiamo affermare che l'ossigeno è predominante soprattutto sotto forma di H<sub>2</sub>O, ma può anche formare CO, monossido di carbonio, in minore abbondanza. TiO e VO, monossido di titanio e monossido di vanadio, sono invece responsabili per la forma dello spettro della nana M ma scompaiono a temperature inferiori di 2100K e 1800K rispettivamente.

Il carbonio presenta diversi comportamenti al variare della temperatura, con un brusco cambio verso i 1300K: lo si trova sotto forma di CO ad alte temperature e CH<sub>4</sub>, metano, man mano che la temperatura decresce. Proprio per questo, come sarà chiarito nella prossima sezione, il monossido di carbonio domina nel caso delle nane di tipo M mentre il metano caratterizza lo spettro delle fredde nane di tipo T e pianeti gioviani.

Anche nel caso dell'azoto si notano due possibili molecole al variare della temperatura: lo si trova sotto forma di ammoniaca, NH<sub>3</sub>, a basse temperature e sotto forma di N<sub>2</sub>, anche se in minore abbondanza, a temperature più alte. La transizione avviene in questo caso verso i 600K.

## 2.3 Caratterizzazione di nane di tipo M, L, T con analisi spettroscopica

### 2.3.1 Nane M

La classificazione spettrale MKK originale, (Morgan et. al. 1943)[24], prevedeva una suddivisione in stelle dal tipo spettrale O, il più caldo, a un tipo spettrale M2, il più freddo. 10 anni dopo, nel 1953 questa classificazione è stata estesa al tipo spettrale M5 (Johnson&Morgan 1953) per poi arrivare, grazie a Boeshaar nel 1976 al tipo M6.5.

Gli spettri delle nane di tipo M sono caratterizzati, nell'ottico, da forti bande di ossido di titanio TiO, ad esempio a 6320-6500 Å, oppure ossido di vanadio VO, una delle tante a 7330-7530 Å. Inoltre risulta molto facile determinare, in tali spettri, i doppietti di KI e NaI, a 7665/7699 Å e 8183/8195 Å rispettivamente.



Importante è lo studio della riga di assorbimento del litio a  $6708 \text{ \AA}$ , trovata in alcune nane di tipo M in stato avanzato: come spiegato alla fine del primo capitolo il litio viene bruciato completamente da tutte le stelle con massa superiore a  $0.065 M_{\odot}$ . Questo implica quindi che il solo ritrovamento della riga di assorbimento del litio a  $6708 \text{ \AA}$  indica con certezza che la stella in questione non ha bruciato tutto il litio a disposizione ed ha quindi una massa inferiore a  $0.065 M_{\odot}$  e un'età maggiore di  $300 \text{ Myr}$  (Rebolo et. al. 1992)[31].

Gli spettri in infrarosso delle nane di tipo M sono caratterizzati invece da forti righe di  $\text{H}_2\text{O}$ ,  $\text{CO}$ ,  $\text{FeH}$ .

### 2.3.2 Nane L

La prima nana di tipo L, GD 165B, fu scoperta da Becklin e Zuckerman nel 1988. Si notò pochi anni dopo come il suo spettro nell'infrarosso differisse molto dalle nane M conosciute fino a quel momento e dalla sua compagna, la nana bianca GD 165: questo evidenziò la necessità di stabilire la nuova classe spettrale di tipo L.

Nel giro di pochi anni, utilizzando nell'infrarosso 2MASS, Sloan Digital SKy Survey e DENIS, sono state trovate più di 150 nane di tipo L.

In Figura 2.3 è descritto lo spettro (nel rosso,  $0.6\text{-}1 \mu\text{m}$ ) di una nana M in stato avanzato e tre nane L lungo tutta la sequenza spettrale L.

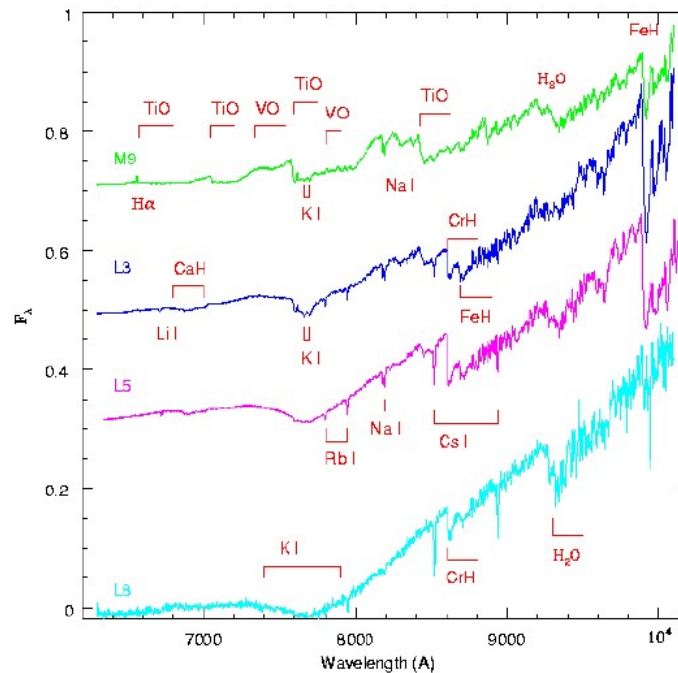


Figura 2.3: Paragone tra gli spettri in infrarosso ( $0.6 - 1 \mu\text{m}$ ) di (dall'alto verso il basso) una nana M di tipo avanzato (M9) e tre nane L di diversi tipi (L3, L5, L8) (Credit: Burrows et al., 2001)[7]

Si è stimato, (Jones&Tsuiji 1997)[49], che le nane L dovrebbero avere una temperatura che va dai  $1300\text{K}$  ai  $2100\text{K}$  e una luminosità che varia tra  $4 \times 10^{-4}$  e  $3 \times 10^{-5} L_{\odot}$ . (Basri G., 2000; Leggett et. al. 2000)[40][19]. I loro spettri, come si può notare dalla figura sovrastante (Burrows et al., 2001)[7], sono caratterizzati principalmente

dalla graduale scomparsa degli ossidi metallici (come TiO e VO) che invece caratterizzavano lo spettro delle nane M, dalla formazione di ferro e silicati refrattari e dalla presenza di idrati metallici quali FeH e CrH con righe in assorbimento molto pronunciate nei tipi L intermedi e più deboli in quelli avanzati. Notevole è anche la crescita delle linee di metalli alcalini come K, Li, Cs, Rb, Na nell'ottico e vicino infrarosso.

Dallo studio di Figura 2.3 si può anche notare quali siano le maggiori differenze tra nane di tipo L "early" e quelle in stato avanzato. Come già detto, le nane L "early" (o M di tipo avanzato) sono caratterizzate dalla presenza di TiO/VO che, con l'avanzare dei tipi spettrali tendono a scomparire; è qui, lungo quasi tutti i tipi spettrali L, che inizia invece a emergere e dominare il doppietto KI a 7700 Å. (Burrows et. al. 2001)[7].

Le nane L, in base al sottotipo spettrale considerato, si trovano dunque a metà strada tra stelle di piccola massa e oggetti substellari o nane brune. Il ritrovamento di righe di assorbimento del litio nello spettro in ottico indica senza alcun dubbio la presenza di un oggetto substellare (per il concetto del "lithium test" già trattato): sono stati così identificati come oggetti substellari tutti gli oggetti di tipo spettrale successivo a L5.

L'identificazione delle nane di tipo L rimane comunque un campo ancora incerto, ma è stato stimato che più di un terzo delle nane di tipo L sia effettivamente una nana bruna (Kirkpatrick et. al. 1999b)[18].

### 2.3.3 Nane T

Negli anni successivi alla scoperta di Gl 229B del 1995, decine di oggetti con caratteristiche affini furono trovati da 2MASS (Burgasser et al., 1999)[5], SDSS (Strauss et al., 1999)[35] e VLT (Cuby et al., 1999)[12]. Le nane di tipo L non furono altro che il tipo spettrale intermedio utilizzato al tempo per collegare in modo diretto le già conosciute nane M con gli allora nuovi oggetti con caratteristiche simili a Gl 229B, raggruppati sotto il nome di nane T.

Si stima che le nane T abbiano una temperatura effettiva inferiore ai 1300K (Basri G., 2000)[40], classificandosi così come oggetti molto più freddi delle nane L. Le nane T differiscono dalle nane L principalmente per le caratteristiche dello spettro in infrarosso e per il fatto che, a differenza delle nane L, tutte le nane T sono effettivamente nane brune. (Burrows et al., 2001)[7].

Gli spettri delle nane T, così come quello di Gl 229B, presentano forti righe di assorbimento quali H<sub>2</sub>O e H<sub>2</sub>, mentre si trovano forti bande di CH<sub>4</sub> in sostituzione alle già viste bande di CO nelle nane M.

Come già visto, infatti, per temperature inferiori a 1300K-1400K circa il carbonio trova la sua forma di equilibrio non più nella molecola di CO ma in quella di CH<sub>4</sub>: questo è stato identificato anche nello spettro di Gl 229B (Oppenheimer et al. 1995)[28], in cui sono apparse bande di metano nell'infrarosso (1.6 e 2.2 μm). La presenza di righe di assorbimento del metano nello spettro è ciò che definisce il tipo spettrale delle nane T, anche se deboli righe di assorbimento del metano sono state identificate anche nelle nane L di tipo più avanzato (Chabrier et al. 2005)[11].

La presenza del metano ci fornisce importanti informazioni riguardo la temperatura, garantendo una temperatura superficiale inferiore a 1300K e quindi un'età dell'oggetto superiore a 2 miliardi di anni.

Questo implica che la maggior parte delle nane brune nella nostra galassia siano nane di tipo T, anche chiamate "methane dwarfs", nane a metano, formate molto tempo fa e raffreddate fino allo stato attuale. (Basri G., 2000)[40]

Nella seguente Figura 2.4, tratta da un lavoro di G. Chabrier, I. Baraffe et al. del 2005, è possibile confrontare infine l'andamento degli spettri in infrarosso di tre diverse nane di tipo M (blu), L (rosa), T (rosso).

Le tre nane corrispondono a tre diverse temperature effettive, dall'alto verso il basso  $T_{eff}=2500, 1800, 1000$  K, per nane M, L, T rispettivamente. Si possono facilmente identificare le più importanti righe di assorbimento che caratterizzano il particolare tipo spettrale in questione. La nana di tipo M è caratterizzata da righe di assorbimento di FeH, CO e, solo a lunghezze d'onda inferiori a  $1 \mu\text{m}$ , degli ossidi metallici, che invece scompaiono nello spettro della nana L. Lo spettro corrispondente alla nana di tipo T presenta forti righe di assorbimento dell'acqua e, come previsto, bande di  $\text{CH}_4$  in sostituzione alle bande di CO delle nane M.

Come si nota, le nane brune emettono gran parte della loro energia a lunghezze d'onda piccate a  $1-2 \mu\text{m}$ : per questo l'identificazione di questi oggetti avviene principalmente in infrarosso invece che in ottico.

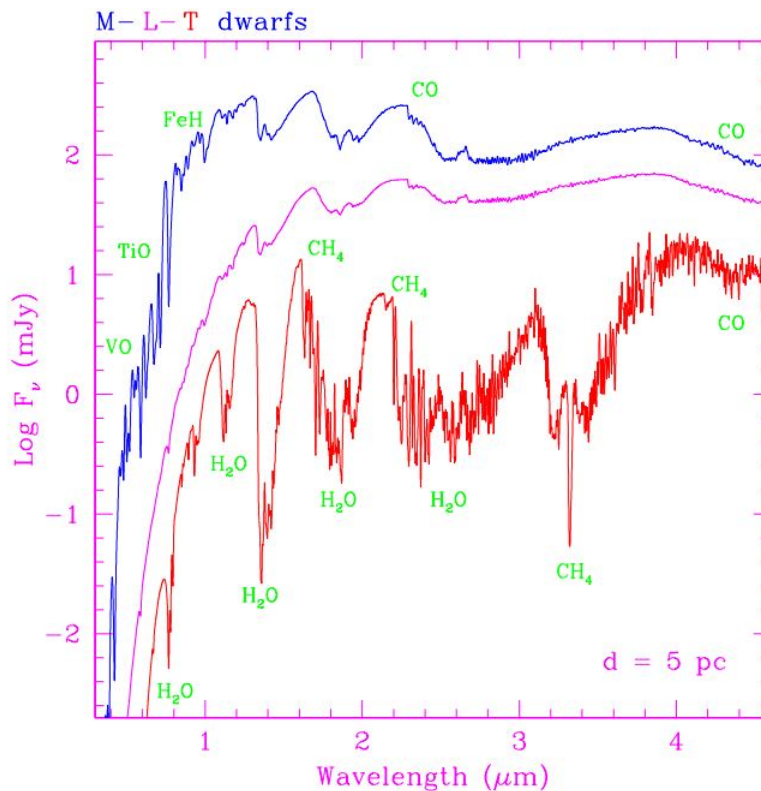


Figura 2.4: Parallelismo tra gli spettri di nane di tipo M, L, T nell'infrarosso. (Credit: Chabrier et al., 2005)[11]

### 2.3.4 Una nuova prospettiva: nane Y

Un campo ancora poco esplorato è quello delle nane più fredde del tipo T. Infatti, nonostante sia stato possibile trovare una classificazione per gli oggetti più freddi delle nane M, questa copre un range di temperatura che si estende solo fino a  $T_{eff} \sim 500\text{K}$  (Lucas et al. 2010)[20] e, considerando che Giove ha una  $T_{eff} \sim 124\text{K}$  (Hanel et al, 1981), lascia scoperto un intervallo di quasi  $400\text{K}$ . Grazie alle osservazioni di zone di formazione stellare come la Nebulosa di Orione (Weights et al, 2009)[36] si suppone in realtà che in natura possano esistere nane brune che, una volta separate dal loro ammasso natale, riescono a raffreddarsi fino a temperature più basse di  $500\text{K}$ , così basse da essere difficili da determinare dagli strumenti attualmente a disposizione (Cushing et al, 2011)[13]. Inoltre, lo

studio di tali oggetti "ultrafreddi" potrebbe essere utile anche per lo studio di modelli atmosferici di esopianeti, data la somiglianza tra le condizioni atmosferiche di nane brune e questi ultimi.

Uno dei primi lavori di ricerca nel campo delle nane di tipo Y è stato quello portato avanti da M. Cushing et al. nel 2011: attraverso lo studio dei dati forniti da WISE nel 2010 e Kirkpatrick et al. (2011) è stato possibile analizzare lo spettro infrarosso di circa 100 nane brune dei tipi spettrali più avanzati e catalogarne sei di queste come membri della classe spettrale Y.

In questo lavoro l'oggetto WISEP J1828+2650 è stato classificato come il prototipo delle nane Y e, attraverso lo studio del suo spettro, si è giunti alla definizione di transizione tra le nane di tipo T e di tipo Y.

La seguente Figura 2.5 mostra lo spettro in 1.15-1.70  $\mu\text{m}$  di nane standard di tipo T6, T7, T8, UGPS 0722-05 (nana classificata come di tipo T10) e la stessa WISEP J1738+2732.

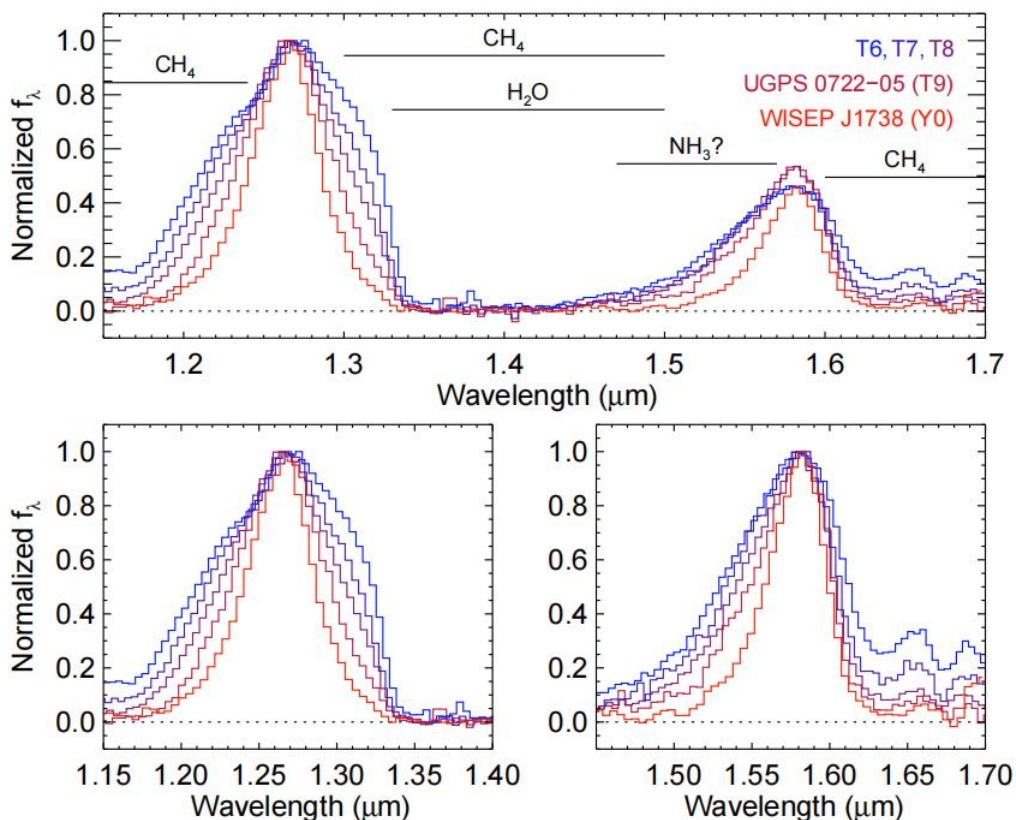


Figura 2.5: Parallelismo tra gli spettri normalizzati, tra 1.15-1.70 micrometri, di nane standard di tipo T6, T7, T8, UGPS 0722-05, WISEP J1738+2732. In figura sono indicate le principali bande di assorbimento. (Credit: Cushing et al., 2011)[13]

Il paragone tra gli spettri mostra un leggero cambiamento tra i diversi tipi spettrali, sottolineato soprattutto da delle bande di assorbimento centrate in 1.15, 1.45, 1.65  $\mu\text{m}$  sempre più profonde. Le differenze tra gli spettri però non sono così profonde da poter catalogare UGPS 0722-05 come una nana T10, ma piuttosto come di tipo T9 (Cushing et al, 2011)[13]. Questa classificazione però richiede una nuova classe spettrale per WISEP J1738+2732, che è chiaramente di un tipo più avanzato, caratterizzato da un eccessivo assorbimento tra 1.53 a 1.58  $\mu\text{m}$ , attribuito probabilmente a  $\text{NH}_3$ . Il gruppo di Cushing et al. ha definito proprio WISEP J1738+2732 come non solo nana Y,

ma anche oggetto standard per la classificazione di oggetti di tipo spettrale Y0, con un range di temperatura tra i 300 e i 500K (Cushing et al, 2011)[13].

## 2.4 Modellistica per nane L e T: i modelli Dusty e Cond

Essendo le nane considerate fino ad ora degli oggetti substellari con basse temperature effettive,  $T_{\text{eff}} \leq 2800$  K, le proprietà spettroscopiche e fotometriche di tali oggetti non possono essere descritte da modelli atmosferici privi di polvere. Lo studio delle atmosfere di nane brune si basa infatti sull'uso di modelli atmosferici "non grigi" (con opacità dipendente dalla lunghezza d'onda), che tengono in considerazione la formazione di polvere e opacità (Chabrier G. et al., 2000)[9]. Considerare atmosfere nongray diventa infatti necessario dal momento in cui i coefficienti di assorbimento dipendono dalla frequenza: è il caso di tutti gli oggetti con temperatura effettiva minore di circa 5000K, temperatura che segna l'inizio della formazione molecolare, range in cui ovviamente ricadono tutti i tipi spettrali di nane considerati fino ad ora (Chabrier G. et al., 2000)[9].

La formazione di specie condensate porta alla fine della fase gassosa di molte molecole (quali VO, TiO, FeH, CaH, MgH) e elementi refrattari (quali Al, Ca, Ti, Fe, V), modificando in modo significativo la struttura atmosferica e il rispettivo spettro (Chabrier G. et al., 2000)[9] (Burrows & Sharp 1999)[47].

Sulla base di queste considerazioni emergono due principali modelli atmosferici che possono ben riprodurre gli spettri di nane di tipo L e T nell'infrarosso.

I modelli "dusty" considerano un'atmosfera caratterizzata da polvere distribuita in modo uniforme. Tengono infatti in considerazione tutte le sostanze condensate all'equilibrio sia nell'equazione di stato che nell'opacità, considerando anche il possibile scattering o assorbimento dovuto dalla presenza di polveri nell'equazione di trasporto radiativo. (Chabrier G. et al., 2000)[9]. Tali modelli descrivono in modo appropriato le nane di tipo L nell'infrarosso e vicino infrarosso, in quanto i fotoni emessi vengono assorbiti dalla polvere e riemessi a lunghezze d'onda maggiori. (Allard et al, 2001)[2].

I modelli "cond" vengono utilizzati per atmosfere in cui le polveri sono completamente a riposo, andando a descrivere in modo adeguato le nane di tipo T, in quanto le loro polveri si trovano in zone otticamente spesse e i fotoni non sono riprocessati. Il modello tiene in considerazione la formazione di grani di polvere nello studio dell'equazione di stato dell'atmosfera (Chabrier G. et al., 2000)[9].

## 3. Analisi delle teorie di formazione e differenze tra nane brune e pianeti giganti

### 3.1 Proprietà osservative

Quest'ultimo capitolo si pone come obiettivo quello di analizzare i possibili processi di formazione delle nane brune e compararli con quelli previsti per i pianeti giganti, per capire se queste due tipologie di oggetti substellari con masse relativamente simili condividono la parte iniziale del loro percorso evolutivo.

Chiamiamo "pianeta gigante" un oggetto definito necessariamente come compagno di una stella, cioè un oggetto centrale caratterizzato da una massa con proprietà che si discostano in modo decisivo da quelle delle nane brune (capitolo 1.1). Non esistendo, secondo la definizione data nel Capitolo 1.1, un limite inferiore per la massa delle nane brune e a sua volta un limite superiore per la massa dei pianeti giganti è stato trovato (Chabrier G. et al., 2014)[10] che i domini di massa di questi due oggetti si sovrappongono e per questo può essere molto difficile definire se un oggetto faccia parte di una tipologia o l'altra.

Capire quindi se c'è una correlazione tra lo scenario di formazione tra stelle, nane brune e pianeti giganti è uno dei più interessanti dibattiti su cui investigare nel campo degli oggetti substellari. Una volta analizzato ciò si punta a comprendere se esiste, e eventualmente qual è, una netta distinzione tra nane brune e pianeti giganti.

In generale sappiamo che la formazione delle stelle si basa sul collasso del core di una nube molecolare, mentre quella dei pianeti giganti sull'accrezione di gas in core rocciosi nei dischi circumstellari (Luhman K. et al., 2006)[22]. Non è ancora stato possibile invece definire in modo chiaro una teoria comunemente accettata sulla formazione di oggetti substellari e nane brune: a priori ci si potrebbe immaginare che queste abbiano una formazione analoga a quella delle stelle, ma in scala ridotta. E' stato dimostrato in realtà (Boss, 2001; Bate et al, 2003)[3][4] come questo sia impossibile, in quanto i frammenti di nube molecolare collassata continuerebbero a accrescere materia fino a raggiungere una massa tale da poter essere considerata stella. Risulta quindi difficile pensare di poter descrivere la formazione di nane brune attraverso modelli di frammentazione della nube molecolare.

I motivi di questa impossibilità potrebbero essere vari. Tra questi è stata considerata (Padoan and Nordlund, 2004)[29] la possibile mancanza di alcune considerazioni fisiche nei modelli utilizzati, come la turbolenza, che una volta considerata renderebbe possibile descrivere la formazione di nane brune attraverso la frammentazione di nubi molecolari. Oppure ancora che le nane brune nascano effettivamente dalla frammentazione delle nubi molecolari, ma che questo meccanismo sia stato modificato da qualche ulteriore processo: si potrebbe pensare ad esempio ad un'espulsione dinamica, in grado di fermare l'accrezione durante la fase protostellare (Reipurth & Clarke, 2001; Boss, 2001; Bate et al, 2002)[32].

Per investigare queste possibilità è bene citare alcune proprietà osservative delle nane brune, utili per comprenderne le teorie di formazione che andremo ad annunciare a breve.

Lo studio delle binarie e delle rispettive proprietà di molteplicità (quali frequenza, separazione e rapporto di distribuzione di massa) delle nane brune può essere utile nel fornire ulteriori indizi riguardo la formazione delle stesse. Ad esempio, uno scenario di formazione dato dall'espulsione iniziale di un embrione stellare predice delle

binarie con orbite ravvicinate, mentre la formazione data da modelli di frammentazione di nubi predice binarie con frequenza e distanze maggiori. (Luhman K. et al., 2006)[22].

### 3.2 Teorie di formazione comuni tra nane brune e pianeti giganti

La frammentazione del disco protostellare è uno scenario comune per la formazione di nane brune e pianeti giganti, quindi può essere esaminato come meccanismo generale di formazione degli oggetti substellari. L'idea che un disco gassoso possa frammentarsi sotto l'azione della propria gravità andando a dar vita ad un oggetto legato e auto-gravitante è un'idea piuttosto antica, che possiamo associare già a Kuiper nel 1951.

Affinchè un disco sia gravitazionalmente instabile e porti eventualmente alla formazione di nane brune o pianeti giganti, deve essere abbastanza massiccio e soddisfare appropriate condizioni di raffreddamento (Chabrier G. et al., 2014)[10].

Esistono simulazioni che accettano questa come una teoria di formazione sensata per le nane brune perchè considerano il disco abbastanza massiccio e esteso da soddisfare tali condizioni, come ad esempio  $M_{disco} > 0.3M_{stella}$  e  $R_{disco} > 100 (M_{stella}/M_{\odot})^{1/3}$  AU (Stamatellos&Whitworth, 2009)[34]. In tali simulazioni non è però considerato il campo magnetico, che può invece limitare l'accrescimento in massa del disco e stabilizzarlo, allontanandolo dalla possibilità della frammentazione. Per questo, nelle simulazioni utilizzate durante lo studio dello scenario della frammentazione, vengono considerati effetti magnetici e idrodinamici ideali (ad esempio Dapp et al., 2010).

In realtà le osservazioni di dischi isolati mostrano come gran parte di questi siano piuttosto compatti ( $R \sim 20$  AU) (Rodríguez et al., 2005)[33] mentre dischi massicci destinati al collasso e frammentazione sono abbastanza rari. Per questo, anche se con tutta probabilità la formazione attraverso frammentazione del disco avviene in alcuni dischi nelle fasi iniziali di formazione stellare, questo processo è ampiamente sovrastimato nelle simulazioni idrodinamiche ed è in realtà non molto ricorrente. (Cheabrier et al., 2014)[10]

Non è ancora chiaro, inoltre, se, una volta formatosi i frammenti dal disco, questi siano in grado di raffreddarsi abbastanza velocemente da andare a formare oggetti legati capaci di sopravvivere ai moti turbolenti che li potrebbero portare a migrare velocemente verso la stella centrale, portando all'episodio dell'accreszione.

Sebbene non sia una teoria da escludere, in generale anche i dati osservativi contraddicono l'instabilità gravitazionale del disco come metodo principale per la formazione di nane brune e pianeti giganti. Un esempio interessante può essere quello del sistema triplo LHS6343 (Johnson et al., 2011)[17], in cui una nana bruna di massa  $M_c=0.063 M_{\odot}$  è compagna di una stella di  $M_A=0.37M_{\odot}$ . Assumendo il rapporto standard tra stella e disco di circa 10%, il disco attorno alla stella di piccola massa dovrebbe avere una massa di circa  $0.04M_{\odot}$ . Ciò, anche se con un calcolo molto approssimativo, implica una massa del disco insufficiente per formare la nana bruna, anche assumendo una completa conversione dalla massa del disco alla massa della nana bruna stessa. (Chabrier G. et al., 2014)[10].

Nonostante ciò si stima che il processo di instabilità gravitazionale e quindi di frammentazione del disco possa avvenire per nane brune e pianeti giganti, ma solo in pochi e particolari casi, come dischi molto massicci attorno a sistemi binari (Delorme et al., 2013)[14].

### 3.3 Teorie di formazione per nane brune: l'accrezione

Andiamo ora ad analizzare gli scenari proposti per la formazione di nane brune oltre alla già citata frammentazione del disco per instabilità gravitazionale, chiedendoci se questi siano comparabili con lo scenario di formazione previsto per le stelle.

Sappiamo che le stelle si formano a partire da nubi molecolari con una massa di  $\sim 10^5 M_{\odot}$ , dimensioni di  $\sim 10$  parsec e temperature di  $\sim 100\text{K}$ . Tale nube, inizialmente in equilibrio idrostatico con il mezzo interstellare adiacente vive un'iniziale fase di collasso (dovuto ad una perturbazione), seguito dalla frammentazione e formazione del nucleo di una protostella che cresce in massa grazie alla fase di accrezione.

Tra gli scenari più noti proposti per le nane brune troviamo lo scenario di accrezione-espulsione, secondo il quale le nane brune sono il risultato dell'accrezione di una quantità di embrioni stellari pari a  $1M_{jup}$  che derivano dalla frammentazione di agglomerati molecolari, i cosiddetti "clumps". Questo scenario si basa principalmente sulla presenza di interazioni dinamiche in ammassi ad alta densità, che portano alla formazione di oggetti massicci attraverso il processo di "merging", cioè un processo di fusione e accrezione di masse, oppure di oggetti poco massicci attraverso il processo di espulsione. (Chabrier G. et al., 2014)[10].

Anche questo scenario però, come quello della frammentazione del disco, presenta diversi casi problematici che ci portano ad escludere che questo sia effettivamente il meccanismo di formazione dominante per oggetti di piccola massa.

Attraverso dati osservativi si è scoperto ad esempio come molteplici nane brune siano presenti anche in zone di bassa densità: ne è un esempio la nube del Toro che, nonostante abbia una densità 3 ordini di grandezza inferiore alla media, presenta una notevole quantità di nane brune (Luhman K., 2012)[46]. Ci si chiede allora come le nane brune presenti possano essersi formate, considerando lo scenario di accrezione-espulsione appena citato. Tale nube è inoltre caratterizzata da bassa densità stellare ( $< 5$  stelle/ $\text{pc}^2$ ) e stelle con bassa dispersione di velocità ( $\sigma \sim 0.2$  Km/s), indicando come non siano presenti ammassi di oggetti di piccole dimensioni da cui le nane brune potrebbero essere state espulse (Kraus et al., 2011)[1].

La teoria di accrezione è stata presa in considerazione per le nane brune in particolare dopo lo studio dei primi spettri (Luhman K. et al., 1997)[21] che hanno mostrato come questi condividessero alcune righe di emissione con quelli di stelle T Tauri di piccola massa. Esse, chiamate da qui stelle CTTSs, classical T Tauri stars, sono stelle in contrazione in pre-sequenza principale, notoriamente formate secondo modelli di accrezione magnetosferica, per cui il campo magnetico stellare riesce a incanalare materiale del disco circumstellare e permettere l'accrezione di tale materiale verso la stella in formazione (Luhman K. et al., 2006)[22].

Nonostante infatti sia stato dimostrato da diversi studi (Luhman K. et al., 2006)[22] che il tasso di accrescimento della massa delle nane brune  $\dot{M} \sim 5 \times 10^{-12} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  sia molto inferiore rispetto a quello delle CTTS di massa superiore ( $\sim 10^{-8} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ ), queste condividono diverse caratteristiche spettroscopiche, come si può notare dall'analisi della riga di emissione dell' $H\alpha$ . Dato che la riga di emissione dell' $H\alpha$  è determinata in modo più efficace a più bassi rate di accrescimento di massa  $\dot{M}$ , determinare il profilo  $H\alpha$  rimane il metodo diagnostico più efficace per identificare nane brune formate attraverso la teoria di accrescimento (Luhman K. et al., 2006)[22]

Come si può vedere nella seguente Figura 3.1, l'emissione cromosferica di un oggetto che non ha subito accre-



zione produce una riga più stretta e simmetrica rispetto a quelle allargate e asimmetriche del CTTS e dell'oggetto substellare con formazione caratterizzata da accrezione.

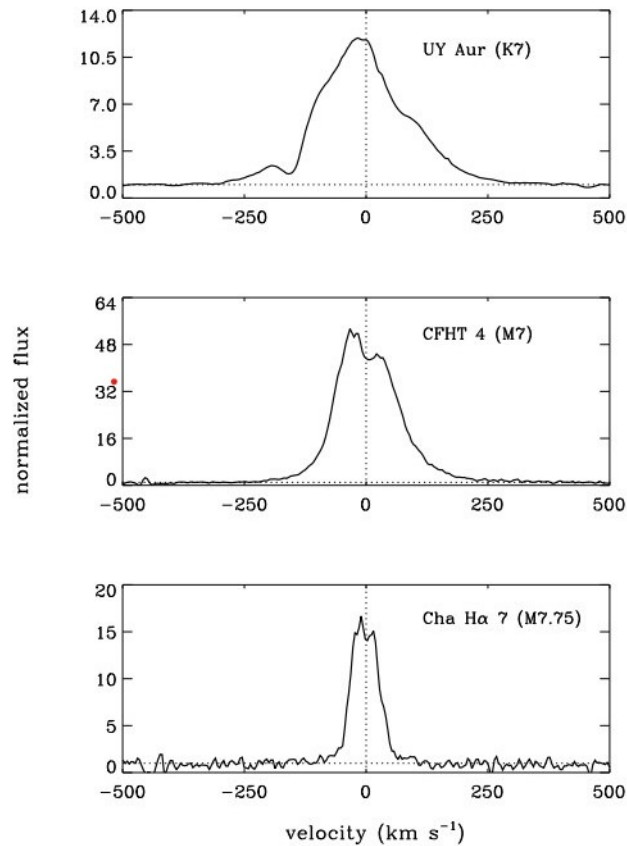


Figura 3.1: Paragone della di emissione dell'H $\alpha$  di (dall'alto verso il basso) un tipico oggetto CTTS, un tipico oggetto substellare formato attraverso accrezione, e un oggetto substellare che non ha subito l'effetto di accrezione (Credit: Muzerolle et al., 1998; Muzerolle et al., 2005)[25][26]

Grazie all'analisi dell'H $\alpha$  decine di oggetti substellari con masse nel range del bruciamento del deuterio e con età tra 1 e 10Myr, sono stati identificati come oggetti che hanno subito l'esperienza di accrezione (Muzerolle et al., 2005)[26], permettendo lo studio delle proprietà di accrezione per tutto il range di oggetti substellari. Tra tali proprietà troviamo il tasso di accrescimento della massa: è stato dimostrato (Natta et al. 2004; Mohanty et al., 2005)[27][23] che oggetti giovani e poco massivi sono caratterizzati da tassi di accrescimento molto piccoli, fino a 2 o 3 ordini di grandezza inferiori a quelli dei CTTS. Questo è stato poi confermato da un trend di decrescita del tasso di accrescimento con il decrescere della massa, descritto da una forma funzionale del tipo  $\dot{M} \propto M^2$  (Muzerolle et al., 2003; Mohanty et al., 2005)[25][26], come dimostrato nella seguente Figura 3.2:

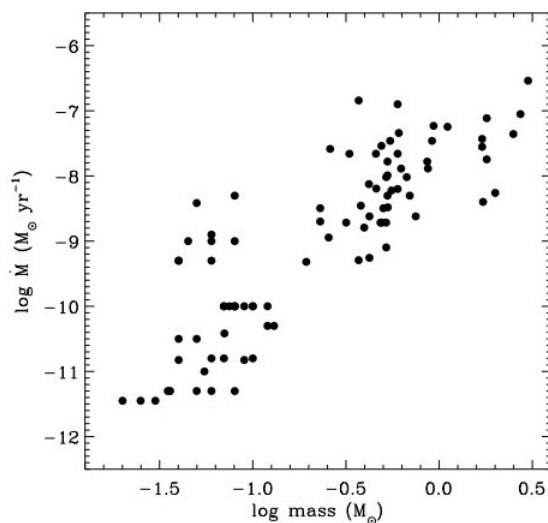


Figura 3.2: Tasso di accrescimento di massa in funzione di masse di tipo substellare e stellare per oggetti in Taurus (1 Myr), Cha I (2 Myr), IC 348 (2 Myr), e Ophiuchus (0.5 Myr) (Credit: Gullbring et al., 1998; White and Ghez, 2001; Muzerolle et al., 2000, 2003, 2005; Natta et al., 2004; Mohanty et al., 2005)

La correlazione tra tasso di accrescimento e aumento della massa può avere profonde implicazioni per lo studio delle origini degli oggetti substellari e nane brune. Come si può notare dal grafico soprastante, infatti, il passaggio da oggetti substellari a oggetti di massa stellare, dato dalla massa minima per l'accensione dell'idrogeno,  $\sim 0.075 M_{\odot}$ , non implica un cambio di andamento drastico: questo porta a pensare che esista una sorta di continuità tra i processi di formazione di stelle e nane brune e che gran parte di esse si possano formare semplicemente attraverso la frammentazione e il collasso di nubi molecolari di piccola massa.

### 3.4 Teorie di formazione per pianeti giganti

Lo scenario più quotato per la formazione di pianeti giganti è il meccanismo di accrezione del nucleo attraverso planetesimi. L'accrezione del nucleo ne aumenta la massa ed attrae attorno ad esso un involucro idrostatico di gas proveniente dal disco protoplanetario. L'accrezione di planetesimi non solo fa aumentare la massa del nucleo ma rilascia anche energia gravitazionale, che viene trasportata attraverso l'involucro che in questo modo non è più isoterico.

La massa dell'involucro inizia a crescere con un tasso maggiore rispetto a quella del nucleo, arrivando ad un certo punto a dominare il potenziale gravitazionale. Si giunge quindi ad un valore critico della massa del nucleo, che dipende dal tasso di accrezione dei planetesimi e dell'opacità del gas: da qui il nucleo inizia a accrescere massa fino a diventare un pianeta gigante (Chabrier et al., 2014)[10]

È stato trovato che l'involucro idrostatico che circonda il nucleo avrà una massa inversamente proporzionale alla luminosità (e quindi al tasso di accrescimento della massa) e all'opacità (Stevenson, 1982)[44]. Lo studio della massa critica del nucleo ha portato a determinare come questo dipenda, come già detto, dal rate di accre-

scimento della massa in modo direttamente proporzionale  $M_c \propto \dot{M}^{1/4}$  (Ikoma et al., 2000)[16]. Oltre a questa massa critica l'involuppo inizierà ad emettere più energia di quella fornita dal rilascio di energia gravitazionale durante l'accrezione di planetesimi, vivendo una fase di contrazione in un tempo di scala di Kelvin-Helmholtz (Bodenheimer&Polack, 1986)[37].

In questo modo la formazione del core avviene in un tempo di scala dell'ordine di  $10^7$  anni (Haisch et al., 2001)[15], stima confermata anche dal tempo di vita osservato per dischi protoplanetari. Attraverso lo studio della composizione chimica di nucleo e involucro dei giganti gassosi del nostro Sistema Solare, è stato dimostrato però come tale tempo di scala non sia associabile alla formazione di pianeti giganti ad una distanza maggiore di 5AU dalla stella centrale. La loro formazione attraverso il processo di accrezione di planetesimi è possibile solo attraverso una forte riduzione del tempo di formazione del nucleo. Questo, al contrario, rende più difficile il processo di accrezione, dato che, come visto in precedenza, la massa critica del core è inversamente proporzionale alla luminosità del core, che deriva principalmente dall'energia rilasciata dal processo di accrezione. È stato dimostrato però che un rate di accrescimento planetesimale  $\dot{M}$  maggiore riesca comunque a diminuire il tempo necessario per raggiungere la massa critica e dar inizio al processo di accrezione del nucleo, anche se tale massa critica diventa a sua volta maggiore e più difficile da raggiungere (Rafikov, 2011)[48].

Il tempo di accrezione del nucleo può essere inoltre diminuito notevolmente attraverso la considerazione dello scenario dell'accrezione di frammenti di planetesimi e detriti di dimensioni tra 1 e 10m: questo permette di estendere la possibilità di formazione di giganti gassosi attraverso l'accrezione fino ad una distanza di 40-50 AU dalla stella centrale.

## Conclusioni

In questo lavoro, partito proprio dalla problematica definizione delle nane brune, sono state analizzate attraverso i tre capitoli le proprietà termico/meccaniche delle nane brune stesse, la loro evoluzione, atmosfera e classificazioni stellari, e, infine, le relative teorie di formazione. Nonostante sia ancora un campo particolarmente inesplorato e privo di una grande quantità di dati, possiamo giungere ad alcune importanti conclusioni.

Uno dei più importanti risultati è la dimostrazione del fatto che la definizione di "nana bruna" della IAU del 2002, basata sul mero bruciamento del deuterio per masse superiori di  $0.013 M_{\odot}$  (o 13.6 masse gioviane), è priva di giustificazione scientifica. Non possiamo definire come nane brune i soli oggetti con massa superiore a questo limite in quanto è stato dimostrato che il bruciamento del deuterio non ha alcun impatto sulla formazione delle stelle e ha un impatto trascurabile sulla vita ed evoluzione delle nane brune (Chabrier & Baraffe, 2000). Inoltre, attraverso dati WISE (Chabrier et al., 2014), è stata dimostrata l'esistenza di oggetti, catalogati comunque come nane brune, slegati da qualsiasi orbita con massa inferiore al limite di accensione del deuterio. Non si può dire lo stesso per il limite di accensione dell'idrogeno ( $M > 0.075 M_{\odot}$ ) che influenza invece in modo determinante la vita ed evoluzione delle stelle. Questo infatti, a differenza dell'accensione del deuterio, rappresenta il meccanismo fisico indispensabile per distinguere oggetti in equilibrio termico per gran parte della loro vita, le stelle, da oggetti che in mancanza del supporto dato dall'energia nucleare contro l'energia gravitazionale devono contrarsi durante tutta la loro esistenza, le nane brune. (Chabrier et al., 2014).

Quindi, mentre esiste il limite di massa minimo per la definizione delle stelle, questo non è stato identificato per la definizione delle nane brune. Ciò ci allontana dalla possibilità di fornire una distinzione netta tra le più piccole nane brune e i più massicci pianeti giganti basata sulla sola massa, dovendo accettare il fatto che i domini di massa delle due classi di oggetti si sovrappongano.

Dall'analisi delle teorie di formazione del terzo capitolo è emerso come le nane brune vivano una formazione assimilabile, anche se in scala ridotta, a quella delle stelle, attraverso cioè la frammentazione di agglomerati molecolari, l'accrezione degli embrioni stellari e la successiva formazione di un core pre-nana bruna. Differente è invece la formazione prevista per i pianeti gioviani, che prevede un meccanismo di accrezione del core attraverso la crescita di planetesimi in un disco protoplanetario. Basandoci su queste considerazioni, possiamo allora concludere dicendo che le nane brune e i pianeti giganti rappresentano due diverse popolazioni, caratterizzati da meccanismi di formazione prevalentemente diversi.

Come già detto, gli strumenti a disposizione fino ad ora, tra cui 2MASS, DENIS e SDSS hanno permesso l'osservazione di poche nane brune all'interno della Nube Interstellare Locale, in quanto oggetti troppo deboli. Ci aspettiamo, negli anni a venire, continui miglioramenti delle teorie fin'ora trattate, in particolari per oggetti sempre più deboli, con raggio e temperature sempre minori, fino a tendere allo studio di oggetti con caratteristiche termico/meccaniche paragonabili ai pianeti gioviani. Ci aspettiamo che questo possa diventare realtà grazie a James Webb Space Telescope che, lanciato il 25 dicembre 2021, ci permetterà nei prossimi anni di ampliare in larga scala i dati osservativi a disposizione, andando a studiare nane brune sempre più fredde nell'infrarosso.

## Bibliografia

- [1] Kraus A. et al. *Mapping the Shores of the Brown Dwarf Desert. II. Multiple Star Formation in Taurus-Auriga*. The Astrophysical Journal, Volume 731, Issue 1, article id. 8, 21 pp. (2011), 2011.
- [2] Allard F. et al. *The Limiting Effects of Dust in Brown Dwarf Model Atmospheres*. The Astrophysical Journal, Volume 556, Issue 1, pp. 357-372, 2001.
- [3] Bate M. R. et al. *Mon. Not. R. Astron. Soc.*, 339, 577-599, 2003.
- [4] Boss A. et al. *Astrophys. J.*, 551, L167-L170, 2001.
- [5] Burgasser A. et al. *Discovery of Four Field Methane (T-Type) Dwarfs with the Two Micron All-Sky Survey*. The Astrophysical Journal, 522:L65-L68, 1999 September 1, 1999.
- [6] Burrows A. et al. *A Nongray Theory of Extrasolar Giant Planets and Brown Dwarfs*. The Astrophysical Journal, Volume 491, Issue 2, pp. 856-875., 1997.
- [7] Burrows A. et al. *The Theory of Brown Dwarfs and Extrasolar Giant Planets*. *Rev.Mod.Phys.*73:719-765,2001, 2001.
- [8] Chabrier et al. *Evolution of low-mass star and brown dwarf eclipsing binaries*. *Astronomy e Astrophysics*, Volume 472, Issue 2, September III 2007, pp.L17-L20, 2007.
- [9] Chabrier G. et al. *Evolutionary Models for Very Low-Mass Stars and Brown Dwarfs with Dusty Atmospheres*. The Astrophysical Journal, Volume 542, Number 1, 2000.
- [10] Chabrier G. et al. *Giant planet and brown dwarf formation*. Accepted for publication as a chapter in *Protostars e Planets VI*, University of Arizona Press (2014), eds. H. Beuther, R. S. Klessen, C. P. Dullemond, Th. Henning, 2014.
- [11] Chabrier G. et al. *Review on low-mass stars and brown dwarfs*. ASP Conference series, Vol TBA, 2005.
- [12] Cuby J. G. et al. *Discovery of a faint Field Methane Brown Dwarf from ESO NTT and VLT observations*. *Astronomy e Astrophysics*, v.349, p.L41-L44 (1999), 1999.
- [13] Cushing et al. *The Discovery of Y Dwarfs using Data from the Wide-field Infrared Survey Explorer (WISE)*. The Astrophysical Journal, Volume 743, Issue 1, article id. 50, 17 pp. (2011)., 2011.
- [14] Delorme P. et al. *Brown dwarfs or planets?* *Mem. S.A.It.* Vol. 84, 1013, 2013.
- [15] Haisch Jr. K. E. et al. *Astrophys. J. Lett.*, 553, L153, 2001.
- [16] Ikoma M. et al. *Astrophys. J.* 537, 1013, 2000.
- [17] Johnson J. et al. *LHS 6343 C: a transiting field brown dwarf discovered by the Kepler mission*. The Astrophysical Journal, 730:79 (11pp), 2011 April 1, 2011.
- [18] Kirkpatrick D. et al. *An Improved Optical Spectrum and New Model Fits of the Likely Brown Dwarf GD 165B*. The Astrophysical Journal, 519:834-843, 1999 July 10, 1999.

- [19] Leggett S. K. et al. *The Missing Link: Early Methane ("T") Dwarfs in the Sloan Digital Sky Survey*. The Astrophysical Journal, 536:L35-L38, 2000 June 10, 2000.
- [20] Lucas P. W. et al. *The discovery of a very cool, very nearby brown dwarf in the Galactic plane*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society: Letters, Volume 408, Issue 1, October 2010, Pages L56–L60, 2010.
- [21] Luhman K. et al. *Astrophys. J.* 489, L165-L168, 1997.
- [22] Luhman K. et al. *The Formation of Brown Dwarfs: Observations*. 2006.
- [23] Mohanty et al. *Flared Disks and Silicate Emission in Young Brown Dwarfs*. The Astrophysical Journal, 609:L33-L36, 2004 July 1, 2004.
- [24] Morgan W. et al. *An Atlas of Stellar Spectra*. Nature 152, 147 (1943), 1943.
- [25] Muzerolle J. et al. *Astrophys. J.*, 592, 266-281., 2003.
- [26] Muzerolle J. et al. *Astrophys. J.*, 625, 906-912, 2005.
- [27] Natta A. et al. *Accretion in brown dwarfs: An infrared view*. AA Volume 424, Number 2, September III 2004, 2004.
- [28] Oppenheimer B. A. et al. *Discovery of a cool brown dwarf*. Nature, Volume 378, Issue 6556, pp. 463-465 (1995), 1995.
- [29] Padoan P. et al. *Brown Dwarfs from Turbulent Fragmentation*. Contribution to the workshop "Low-mass stars, brown dwarfs: IMF, accretion e activity", Volterra, October 17 - 20, 2004, 2014.
- [30] Phillips M. W et al. *A new set of atmosphere and evolution models for cool T–Y brown dwarfs and giant exoplanets*. AA Volume 637, Article A38, May 2020, 2020.
- [31] Rebolo R. et al. *Spectroscopy of a brown dwarf candidate in the a Persei open cluster*. The Astrophysical Journal, 389:L83-L86,1992 April 20, 1992.
- [32] Reipurth B. et al. *The Formation of Brown Dwarfs as Ejected Stellar Embryos*. The Astronomical Journal, Volume 122, Issue 1, pp. 432-439, 2001.
- [33] Rodríguez L. F. et al. *Astrophys. J. Lett.* 621, L133, 2005.
- [34] Stamatellos D. et al. *The properties of brown dwarfs and low-mass hydrogen-burning stars formed by disc fragmentation*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 392, Issue 1, pp. 413-427, 2009.
- [35] Strauss M. et al. *The Discovery of a Field Methane Dwarf from Sloan Digital Sky Survey Commissioning Data*. The Astrophysical Journal, 522:L61-L64, 1999 September 1, 1999.
- [36] Weights D. J. et al. *Infrared spectroscopy and analysis of brown dwarf and planetary mass objects in the Orion nebula cluster*. Monthly Notices of the Royal Astronomical Society, Volume 392, Issue 2, January 2009, Pages 817–846, 2009.
- [37] Bodenheimer P. & Pollack J. B. *Icarus*, 67, 391, 1986.

- [38] Kirkpatrick D. *New Spectral Types L and T*. Annual Review of Astronomy e Astrophysics, Vol. 43:195-245 (Volume publication date September 2005), 2005.
- [39] Kirkpatrick D. *Preliminary Trigonometric Parallaxes of 184 Late-T and Y Dwarfs and an Analysis of the Field Substellar Mass Function into the “Planetary” Mass Regime*. The Astrophysical Journal Supplement Series, 240:19 (69pp), 2019 February, 2019.
- [40] Basri G. *The Discovery of Brown Dwarfs*. Scientific American, April 2000, 2000.
- [41] Casewell S. Helling C. *Atmospheres of Brown Dwarfs*. Review accepted for publication by The AA Review (Spinger), 2014.
- [42] Chabrier G. & Baraffe I. *Theory of Low-Mass Stars and Substellar Objects*. Annual Review of Astronomy e Astrophysics, Vol. 38, p. 337-377 (2000), 2000.
- [43] Chabrier G. & Baraffe I. *Theory of Low-Mass Stars and Substellar Objects*. Annual Review of Astronomy e Astrophysics, Vol. 38, p. 337-377 (2000), 2000.
- [44] Stevenson D. J. Planet. Space Sci., 30, 755, 1982.
- [45] Fegley B. Lodders K. *Atmospheric Chemistry of the Brown Dwarf Gliese 229B: Thermochemical Equilibrium Predictions*. Astrophysical Journal Letters v.472, p.L37, 1996.
- [46] Luhman L. *The Formation and Early Evolution of Low-mass Stars and Brown Dwarfs*. Annual Reviews of Astronomy e Astrophysics, 2012, Vol. 50, p.65, 2012.
- [47] Burrows A. & Sharp C. M. *Chemical Equilibrium Abundances in Brown Dwarf and Extrasolar Giant Planet Atmospheres*. The Astrophysical Journal, Volume 512, Issue 2, pp. 843-863, 1999.
- [48] Rafikov R. R. Astrophys. J., 727, 86, 2011.
- [49] Jones H. & Tsuji T. *Spectral evidence for dust in the late-type M dwarfs*. THE ASTROPHYSICAL JOURNAL, 480: L39–L41, 1997 May 1, 1997.