

「あかり」の近赤外線スペクトルが語る 褐色矮星の大気構造



空 華 智 子

〈東京大学大学院理学系研究科 天文学専攻 〒113-0033 東京都文京区本郷7-3-1〉

e-mail: sorahana@astron.s.u-tokyo.ac.jp

褐色矮星は、太陽のように中心での定常的核融合反応で光る恒星と、われわれの地球や木星に代表される惑星との中間の質量をもつ天体である。褐色矮星の発見は1990年代半ばと新しく、褐色矮星の基本構造や進化の理解は発展途上の段階にある。発見からほどなくして、褐色矮星の大気はおおよそ熱力学平衡に従っており、分子やダストに支配されていることが示された。近年の観測技術の発達と大気モデルの改良により、褐色矮星の大気構造の理解はさらに進みつつある。近赤外線領域の観測データと理論大気モデルとの詳細な比較から、熱力学的に非平衡な大気組成を示す天体の存在が明らかになってきた。このような天体の大気中の物理化学を理解するために、地上観測での取得が困難なため解析が進んでいなかった波長領域2.5–5.0 μm のスペクトルを、赤外線天文衛星「あかり」により世界で初めて取得し、スペクトル解析を行った。その結果、褐色矮星の大気構造の新たな描像が浮かび上がってきた。

1. 褐色矮星の位置づけ

夜空を見上げると、たくさんの恒星や、木星や火星といった惑星を見つけることができる。恒星は、内部での核融合によりエネルギーを生成するため、自ら光輝いている。太陽もその一つだ。一方、惑星は核融合反応によるエネルギーの生成はしていない。それでもわれわれの目に輝いて見えるのは、惑星が太陽の光を反射しているからである。われわれの銀河系には、およそ2,000億個の恒星が存在すると言われており、そのほとんどの恒星は惑星をもっていると考えられている¹⁾。さて、われわれの銀河系は、恒星と惑星だけで構成されているのだろうか。実は、この宇宙には、恒星と惑星のちょうど中間に位置する天体が存在する。褐色矮星である。褐色矮星の質量は太陽質量のおよそ8%以下で、中心核で水素を安定的に燃やすことができない^{2),3)}。ただし、木星の13倍

(太陽質量のおよそ1.2%)以上の質量をもつ褐色矮星であれば、誕生後しばらくは中心核で重水素燃焼が起こりエネルギーが生成される。重水素を使い果たした後は、年齢とともに徐々に冷えていく^{4),5)}。図1は、ヘルツシュプルング・ラッセル図(HR図)における褐色矮星が位置する領域を示す。HR図の縦軸は天体の明るさで、下に向かうほど暗い天体であることを示している。横軸は天体の温度で、右にいくほど低温の天体であることを示している。すなわち、褐色矮星は、恒星に比べて非常に低温で暗いのである。そのため、私たちは、褐色矮星を肉眼で決して見ることはできない。しかしその数は、恒星に匹敵するとも言われている⁶⁾。

褐色矮星のような低温天体の存在は、1960年代から予測されていたが、実際に真の褐色矮星が発見されたのは1995年であった。褐色矮星は、可視光領域ではたいへん暗いが赤外線領域では比

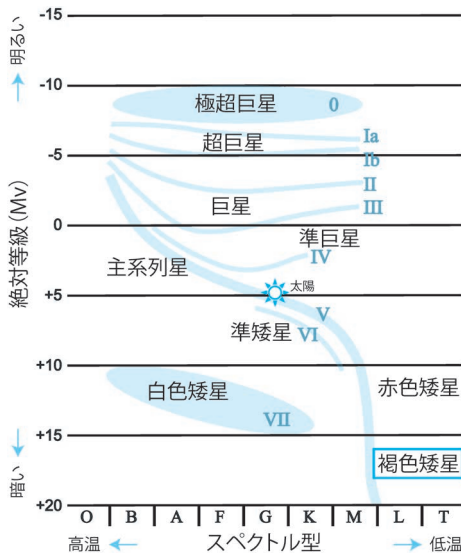


図1 ヘルツシュプルング・ラッセル図における褐色矮星の位置。

較的明るいいため、赤外線観測装置の発達が褐色矮星の発見を実現させたのである。当時、カリフォルニア工科大学に所属していた中島 紀氏らにより、グリーゼ 229b という褐色矮星が発見された⁷⁾。赤色矮星の伴星であるグリーゼ 229b は、パロマー山天文台の 1.5メートル望遠鏡でコロナグラフを用いて観測された。グリーゼ 229b は、主系列星の限界光度 ($6 \times 10^{-5} L_{\odot}$) よりも 1桁ほど暗く、また、スペクトルにメタンの吸収バンドが存在していることから、褐色矮星であることが確かめられた。以来、およそ 1,300 個の褐色矮星が 2MASS (2ミクロン全天サーベイ) や SDSS (スローンデジタルスカイサーベイ), WISE (広域赤外線探査衛星) などによって発見されている。褐色矮星が暗黒物質の正体ではないと言われていた時期もあったが、これまでの観測に基づき見積もられる褐色矮星の質量と数から、現在その考えは棄却されている。

褐色矮星と惑星との間の線引きは難しい。研究者によって、褐色矮星と惑星の境界についての考えは異なっている。重水素燃焼の境である木星質

量の 13 倍を両者の境界として用いる天文学者もいれば、形成過程の違いで区別する天文学者もいる。ただし、実際には、質量も形成過程も観測から確実にわかるわけではないため、分類が困難な天体もある。最近では、ケプラー衛星などによりさまざまな太陽系外惑星(系外惑星)が発見され、なかには褐色矮星の温度領域(有効温度: 600-2,200 K)と重なる温度をもつ高温の系外巨大ガス惑星も発見されている。また、WISEにより、人肌程度 (~300 K) のごく低温の褐色矮星(Y型矮星)も発見されている⁸⁾。2014年の4月には、地球からわずか 2.2 pc のところにさらに低温 (~250 K) の Y型矮星も発見されており⁹⁾、これらの発見が、褐色矮星と惑星の区別を一層難しくしているのはいうまでもないだろう。

その一方で、同程度の温度をもつ天体の大気構造は似ていると考えられるため、両者の研究はお互いに相補的役割をし、おのおのの大気構造の理解を深めることになるだろう。この観点からすると、もはや両者の物理的・化学的性質は連続的で、区別の必要性はないかもしれない。

2. 褐色矮星の種類

褐色矮星は、温度が高いほうから、L型、T型、Y型と三つのスペクトル型に分類されている。褐色矮星の有効温度は 2,200 K から 250 K と幅広い。そのため、L型からY型の間で、大気組成や温度構造といった大気構造は大きく異なる。比較的高温の早期L型矮星(L0-L2)は、FeH, CrH, CaOHなどの金属水素化合物や、Na I, K I, Rb I, Cs Iなどの中性アルカリ金属、TiOやVO, H₂O, COといった酸化物が大気中に存在しており、それらの吸収線や吸収バンドがスペクトルに見られるのが特徴である(表1)。中期L型矮星(L3-L6)になると、スペクトル中のNa IやKIのライン、MgH, CaH, CrH, FeHのバンドは強くなり、一方、TiOやVO, COの吸収バンドは弱くなっていく。晩期L型矮星(L7-L9)になると、H₂Oの吸収バンドが強く

表1 L, T, Y型矮星の大気の主な構成成分.

種類	典型的な温度	主な吸収バンド
L型	~1,800 K	TiO, VO, Na I, CaH, K I, CrH, Rb I, Cs I, CrH, FeH, H ₂ O, CO
T型	~1,200 K	Na I, K I, H ₂ O, FeH, CH ₄ , CIA H ₂ , NH ₃
Y型	~300 K	H ₂ O, CH ₄ , NH ₃ (明確な定義はまだない)

なるが、一方で、その他の酸化物バンド(特にTiOやVO)は非常に弱くなる^{10),11)}。T型は、H₂Oの吸収バンドに加え、木星やタイタンなどに見られるCH₄の吸収バンドやH₂の衝突誘起遷移(Collision Induced Absorption; CIA)の幅広いバンドがスペクトルに現れるのが特徴である^{11),12)}。グリーゼ229bはこのT型矮星(T6)に分類される。さらに低温のY型矮星は、アンモニア(NH₃)の強い吸収バンドがスペクトルに見られる¹³⁾。

褐色矮星の大気構造の大きな特徴は、重元素の凝結物からなるダストが大気中に存在していることである。褐色矮星のような低温高圧の環境下では、Fe, Si, Mg, Alなどで構成される難溶性物質は、大気中で凝結温度に達して相転移を起こす。そのため、褐色矮星の大気中には鉄(Fe)やアルミナ(Al₂O₃)、シリケート(MgSiO₃)などのダストが存在すると考えられる^{5),14),15)}。このようなダストは大気の温度構造や光学的特性に大きな影響を与える。比較的高温のL型矮星の大気表面(光球)にはダストが存在していると考えられ、これらのダストによる減光が近赤外線領域のスペクトルに現れる^{16),17)}。一方、低温のT型矮星のスペクトルは分子の吸収バンドに支配されており、ダストの効果はほとんど見られない^{16),18)}。これは、ダストの成長が進み、ガスから分離して大気下層に沈降し、光球にはほぼ存在しないからだと考えられる。しかし、ダストの生成・消失の詳細な動的過程はまだ完全には理解されていない。このように、褐色矮星の大気は、単に恒星大気の延長線上にはなく、特有の物理・化学過程を考

慮する必要があるため理解が難しい。

3. 褐色矮星の問題

褐色矮星の大気の特徴は、理論大気モデルと観測データとの比較によって明らかにされてきた。特に、両者間でのスペクトルの比較は褐色矮星の詳細な大気構造を知るうえで非常に有効である。褐色矮星の発見以来、地上望遠鏡により多くの褐色矮星のスペクトルが取得された。そのほとんどは、地上からアクセスが容易であるJ(1.25 μm)、H(1.65 μm)、K(2.2 μm)バンド領域の観測であった。褐色矮星の大気モデルは国内外で構築が進められているが、その数は少ない。日本では、東京大学名誉教授の辻 隆氏が先駆者となり、1990年代後期から2000年代初期にかけて褐色矮星の大気モデルUnified Cloudy Model(UCM)が作成された^{15),19)-21)}。UCMは、低温度星の局所熱力学平衡を仮定した大気モデルを褐色矮星の温度領域まで拡張したものである。さらに、UCMには褐色矮星の大気の特徴であるダストの生成・消失の効果が組み込まれている。ダストの生成過程については、熱力学的に決定される凝固温度に従う。これに基づく、凝固温度より低温領域には常にダストが存在することになるが、過去の観測からは、T型矮星の光球にはダストは存在しないことが示されており矛盾する。そこで、UCMでは、臨界温度 T_{cr} というパラメーターを導入することで、このダスト消失の効果を半経験的に組み込んでいる。すなわち、ある臨界温度 T_{cr} より上層の低温領域では、ダストの成長速度が速く、ガスと分離して大気下層に重力沈降すると仮定し、その領域からダストを消失させている。したがって、UCMの中では、ダストは凝固温度 T_{cond} と臨界温度 T_{cr} の間にのみ存在する。

このような大気モデルによって、断片的な観測データをほぼ再現できている。ただし、各分子の吸収バンドの深さを完全に再現することはできていない。一般的に、炭素原子は、中期K型ほどの

低温度星の大気でCOとして存在できるようになり、COはM, L型の大気を構成する主要分子となるが、さらに低温のT型矮星の大気中では、炭素原子はCH₄として存在するようになる²²⁾。そのため、UCMなどの局所熱力学平衡を仮定した褐色矮星の理論大気モデルでは、晩期T型矮星のスペクトルにはCOの吸収バンドは現れないと予測されていた。その予測に反し、晩期T型矮星の観測スペクトルにも4.6 μmのCOの吸収が存在する天体が発見されたのである²³⁾。このことは、太陽元素組成と局所熱力学平衡を仮定した大気から逸脱した大気をもつ褐色矮星の存在を示唆している。

また、既存の大気モデルでは、広範囲にわたる波長領域の観測データを完全に再現することは困難で、褐色矮星の大気は単純ではないことが示唆されている^{24),25)}。褐色矮星のような非灰色大気では、波長領域により見えている大気の高さが異なる。そのため、褐色矮星の大気をまるごと理解するためには、断片的なデータだけではなく、広い波長域をカバーしたデータが必要である。過去の地上観測での主な観測波長領域、J, H, Kバンドは、ダスト減光の効果があらわれるため、ダストの存在量などの物理量を知るのに有効である。一方、2.5–5.0 μmのスペクトルは、主要分子の基準振動帯があり、他波長領域と異なりおのおの分離して検出できるため、褐色矮星の大気中の物理・化学を理解するのに非常に有効である。例えば、褐色矮星の大気中のCOの振る舞いを理解するには、4.6 μmのCOの基準振動帯が有用である。KバンドにもCOの吸収バンド(2.3 μm)が存在するが、2.2 μmにCH₄の吸収バンドがあり、低分散のスペクトルにおいてはおのおの分離できず解析が難しいのである。また、波長領域2.5–5.0 μmには、CH₄(3.3 μm)やCO₂(4.2 μm)、H₂O(2.7 μm)の吸収バンドも存在し、各分子の大気中での振る舞いを議論するのに最適である。しかし、この波長域のデータは地球大気の影響を強く

受けるため、地上からは非常に限定的な観測による断片的な情報しか得ることができない。

4. 赤外線天文衛星「あかり」

2006年、日本の赤外線天文衛星「あかり」が打ち上げられたことにより、2.5–5.0 μm波長領域のスペクトルの取得が可能になった²⁶⁾。近赤外線の観測は2010年まで行われた。褐色矮星の観測は、NIRLT (near-infrared spectroscopy of L and T dwarfs; PI: I. Yamamura) というミッションプログラム(「あかり」チームメンバーが提案・実行する観測プログラム)として実行された。われわれは、「あかり」の近赤外線カメラ(IRC: infrared camera²⁷⁾)を用いて、計27個の褐色矮星に対してグリズム分光観測を行った。観測波長領域は2.5–5.0 μmである。この波長領域のスペクトルの振る舞いをスペクトル型ごとに調査するために、早期L型から晩期T型に至るさまざまなスペクトル型の褐色矮星を観測した。観測天体中、signal to noise ratio (S/N) ≥ 3のスペクトルが、連星を除いた16天体に対して得られた(図2)。褐色矮星において、2.5–5.0 μmの連続的なスペクトルをL1からT8までまんべんなく取得したのは、われわれの観測が初めてである。われわれは、この世界で唯一のデータを用いて、スペクトル解析を行った。

5. 「あかり」で明らかになった褐色矮星の大気構造^{28),29)}

「あかり」で観測したL型からT型にわたる16天体のスペクトルを用いて、CH₄(3.3 μm)、CO(4.6 μm)、CO₂(4.2 μm)の吸収バンドの振る舞いをスペクトル型ごとに系統的に調査した。解析の結果、CH₄分子の3.3 μmバンドは、L5型より晩期の天体のスペクトルに存在することが明らかになった。CO分子の4.6 μmバンドは、L型・T型すべての褐色矮星のスペクトルに現れることが明らかとなり、これまでの限られた観測データに

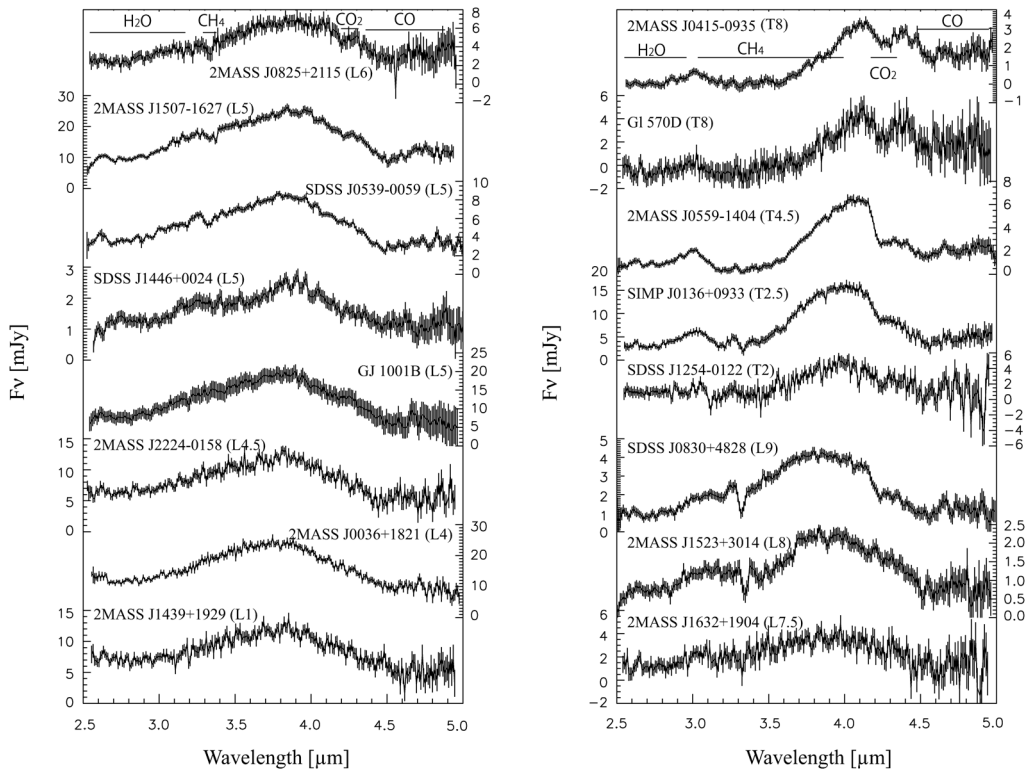


図2 「あかり」で取得した2.5-5.0 μmの連続的なスペクトル。縦軸は、エネルギーフラックスで、単位時間、単位周波数帯域当たり、ある面を垂直に通過するエネルギー量である。横軸は波長を示している。

基づく結果が普遍的な性質であることを確認づけた。CO₂分子の4.2 μmバンドは本観測によって世界で初めて検出された。この吸収バンドはすべてのT型スペクトルにおいて見ることができ、晩期L型についてはスペクトル型に一見無関係に、検出される天体とされない天体があることがわかった。

本研究では、これらの「あかり」の新しい観測波長領域の分光データから得られた観測事実に対し、太陽元素組成と局所熱力学平衡に基づく大気モデルUCMを用いて解釈を試みた。われわれは、「あかり」の分光データに加え、地上観測(IRTF/SpeX, UKIRT/CGS4)による、より短波長側の近赤外線分光データ(1-2.5 μm)も用いて、天体の広範囲のスペクトルを説明するモデル(物理量:有効温度,表面重力加速度,ダスト消

失効果を表すパラメーター)をχ²検定により求めた。得られたモデルスペクトルは、「あかり」で観測した天体のスペクトルをおおむね再現することができた(図3)。

ただし、天体の広範囲のスペクトルをおおよそ説明するモデルスペクトルは、観測スペクトル中の詳細な分子吸収バンドやスペクトルの形状を完全には説明できなかった。すべてのT型天体(ノイズの大きいSDSS J1254は除く)において、理論モデルで予測されるものより深いCOの吸収バンドを示した。「あかり」によって世界で初めてもたらされたCO₂の4.2 μm吸収バンドに関しては、晩期L型とT型矮星において、UCMで計算されたモデルスペクトルに比べ、吸収が深い天体、浅い天体が存在することが明らかになった。また、一部のL型矮星においては、理論予測より

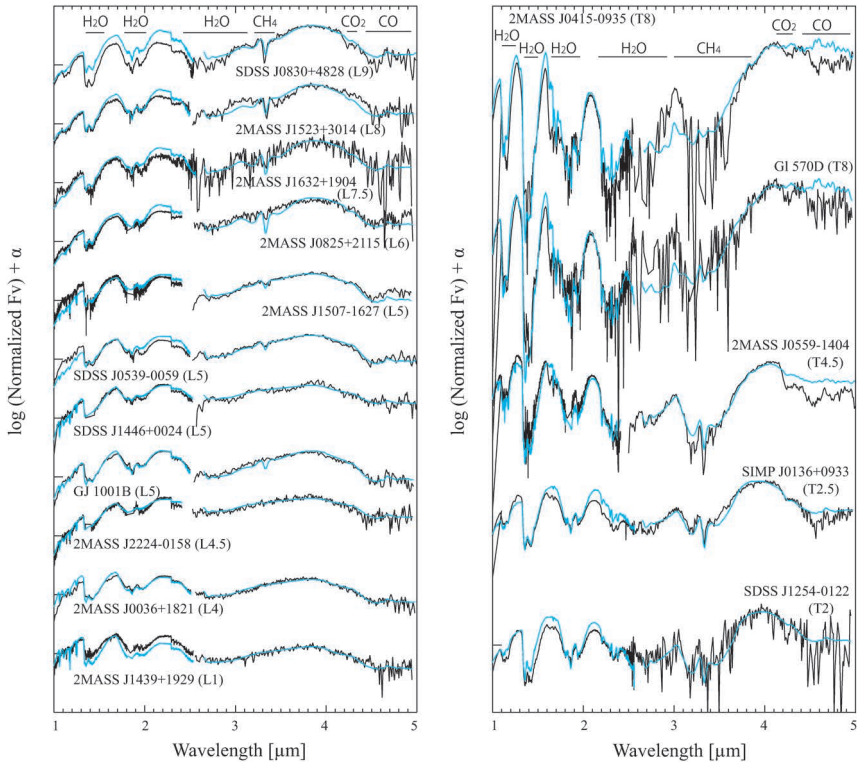


図3 観測スペクトルと best-fit model のスペクトルとの比較. 縦軸はフラックスエネルギーを $1.2 \mu\text{m}$ の値で規格化し, さらに対数をとったものを示しており, 横軸は波長を示している. 観測スペクトルを黒色, モデルスペクトルを青色で示す. モデルスペクトルは観測スペクトルをおおむね再現できている. 一方, 一部の T 型矮星の CO や CO_2 バンド, L 型矮星の CH_4 バンドの吸収の深さを説明できていない.

浅い CH_4 の $3.3 \mu\text{m}$ バンドを示した.

6. 褐色矮星の元素組成^{30), 31)}

CO の吸収バンド強度のずれに対する有力な説明の一つとして, 光球上層部での対流による物質混合 (局所熱力学平衡からのずれ) が提案されている³²⁾. 大気下層の高温領域には CO が豊富に存在するため, 下層の CO を鉛直対流で巻き上げることで, 大気表面での CO の存在量を増加させるという考えである. このような光球表面における鉛直対流を仮定すると, 晩期 T 型矮星の CO の吸収バンドについては説明することができる.

しかし, それより早期型矮星では, 上層と下層の CO の混合比の差が小さいため, 観測される CO の吸収バンドの深さを説明するのに対流だけでは不足である. また, CO_2 についてはどの天体に対しても鉛直対流で説明することができていない²⁸⁾.

そこでわれわれは, 分子吸収バンドのずれの原因として, 太陽元素組成からのずれに着目した*1. これまで, 褐色矮星の大気モデルには太陽元素組成が仮定されてきた. 低分散スペクトルの解析には, この仮定で十分であると考えられていたからだ. そのため, 元素組成の違いについての議論は行われてこなかった. われわれは, さまざまな元素組成の

*1 「あかり」で観測した天体のうち, 2007 年初期までに観測した 6 天体については, Tsuji et al.³⁰⁾ において C と O の存在量を増やした場合の議論をしている.

大気モデルを構築し、それによる大気中の化学組成の変化およびスペクトルの形状の変化について調査した。具体的には、典型的なL型の大気モデル ($T_{cr}/\log g/T_{eff}=(1,800\text{ K}/5.5/1,800\text{ K})$) とT型の大気モデル ($T_{cr}/\log g/T_{eff}=(1,900\text{ K}/5.5/1,200\text{ K})$) において、下記のように元素存在量を変更し大気モデルを再構築した。

- 1) 全重元素（水素、ヘリウム以外）の存在量を変更
- 2) 炭素の元素存在量のみ変更
- 3) 酸素の元素存在量のみ変更
- 4) 鉄の元素存在量のみ変更
- 5) 炭素と酸素の元素存在量のみ変更
- 6) 炭素と酸素と鉄の元素存在量のみ変更

炭素 (C) や酸素 (O) は、褐色矮星の大気中の主要分子種 (CO, CH₄, CO₂, H₂O) の構成要素であるため、それら分子の存在量に大きく影響する。鉄 (Fe) は、褐色矮星の大気中に存在する主要なダスト種の一つであり、その増減により温度構造を変化させ、間接的に各分子の存在量を変化させる。各ケースに対し、±0.2 dex 変更した場合のモデル大気を構築し、スペクトルを計算した。太陽近傍の恒星では元素組成に ±0.1 dex ほどのばらつきがあるため、この変更量は妥当であろう。

解析の結果、2) Cのみ、4) Feのみを変化させた場合は、各分子の存在量を変化させるものの、温度構造の変化などとの兼ね合いからスペクトルの形状にはそれほど影響しないことがわかった。一方、3) Oのみを変化させた場合は、スペクトルの形状を大幅に変える。これは、Oを変化させることによりH₂Oの量を劇的に変え、その効果がスペクトルに現れるためである。それに対し、CとOを同時に変更した1), 5), 6) の場合には、スペクトル全体の形状の変化は小さい。これは、CがOの変化の補完的役割を果たすためである。例えば、Oの量を増やした場合、その効果はH₂Oの量に直接寄与しH₂Oは増加する。一方、Cを

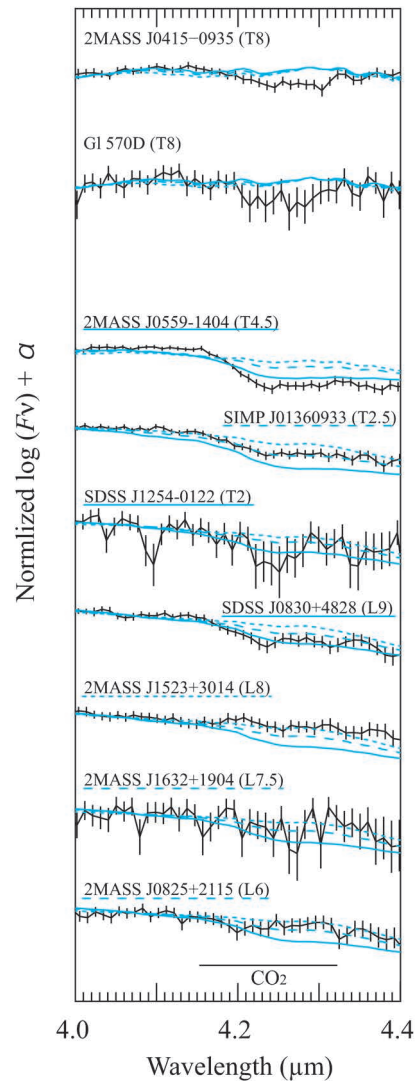


図4 「あかり」で検出した褐色矮星のCO₂の4.2 μm吸収バンド(黒色)とモデル(青色)との比較。青色実線はCとOの存在量を増やしたモデルのスペクトル、破線は太陽元素組成のモデルスペクトル、点線は、CとOの存在量を減らしたモデルのスペクトルをそれぞれ示している。天体名の下線は、観測スペクトル中のCO₂を最も再現するモデルの種類を示している。

増やすとCOが増え、その結果としてH₂Oは減少する。そのため、Oだけを変化させた場合に比べ、全体的なスペクトルの変化は小さくなる。ただし、これら3つのケースではCO₂の吸収バンド

の強度のみは大きく変化し、天体によっては観測スペクトルをよりよく再現しうることがわかった。

そこで、晩期L型からT型矮星にかけての9天体に対して、CとOの元素存在量の違いによる、スペクトル中の4.2 μm のCO₂バンドの振る舞いを調査した。ここでは、3つの大気モデル（これまで適用してきた太陽元素組成のモデルと、CとOのみを同時に増減させた場合のモデル）のスペクトルと、観測スペクトルとの比較を行った(図4)。CO₂の深い吸収を示していた晩期T型矮星2天体は、3つのケースにおいてそのスペクトルの形状をほとんど変えず、したがって、元素存在量の違いだけでは説明が難しいことが示された。一方、それより早期型の天体のうち3天体は、CとOの存在量を増やしたモデルのスペクトルの方が、太陽元素組成のモデルスペクトルより観測データをよく再現できており、残りのうち1天体は、逆に、CとOの存在量を減らしたモデルのスペクトルのほうが、CO₂の吸収バンドを説明できることがわかった。残りの3天体は、元の太陽元素組成のモデル大気が妥当であるという結果となった。した

がって、晩期型矮星で見られたCO₂の存在量における観測とのずれについては、晩期T型矮星を除き、これまで適用してきた太陽元素組成とは異なるCとOの元素存在量で説明することが可能であることが明らかになった。さらに、今回の解析により、「あかり」で観測した褐色矮星のC/O比は、太陽のそれとほぼ同じであることが示された。

一方、COの存在量については元素存在量の変化だけでは説明することができないことが明らかになった。低温大気中では恒星大気とは異なる特有の物理化学過程を考慮する必要がある、今後、気象学的な動的過程を含めた議論を進める必要がある。

7. 褐色矮星の彩層活動³³⁾

観測と理論との不一致は、「局所熱力学平衡」に基づく褐色矮星大気モデルがまだ不完全であり、褐色矮星大気の物理的性質やその結果引き起こされる化学反応過程の理解がまだ不十分であることを示している。例えば、過去の観測では、いくつかのL型矮星からH α の輝線が検出されてお

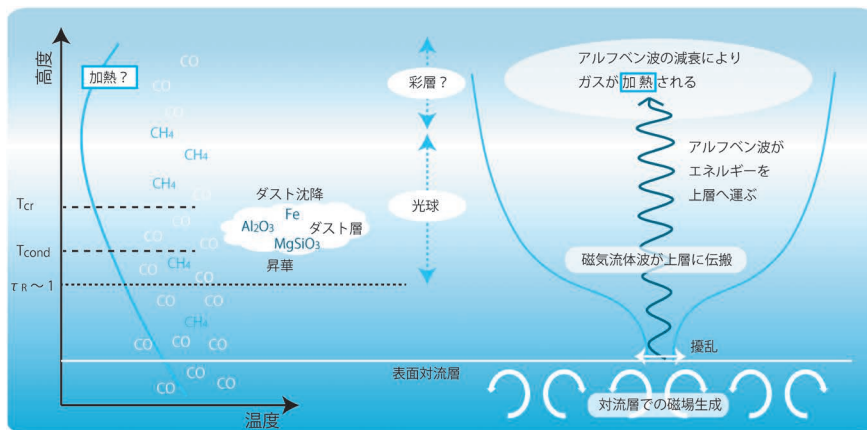


図5 (左) 表面層が加熱されている褐色矮星の上層大気のイメージ図。青線は温度を示す。放射平衡に基づき温度が単調減少する大気とは異なり、表面では、加熱に伴いCH₄が減少する。(右) 表面層での加熱(彩層活動)が生じるメカニズム。対流層での磁場の生成ならびに擾乱によりアルフベン波などの磁気流体波が発生し、上層に伝播する。対流層の荷電粒子がもつ運動エネルギーは、アルフベン波により上層に運ばれる。上層でのアルフベン波の減衰に伴い、周囲のガスが加熱される。

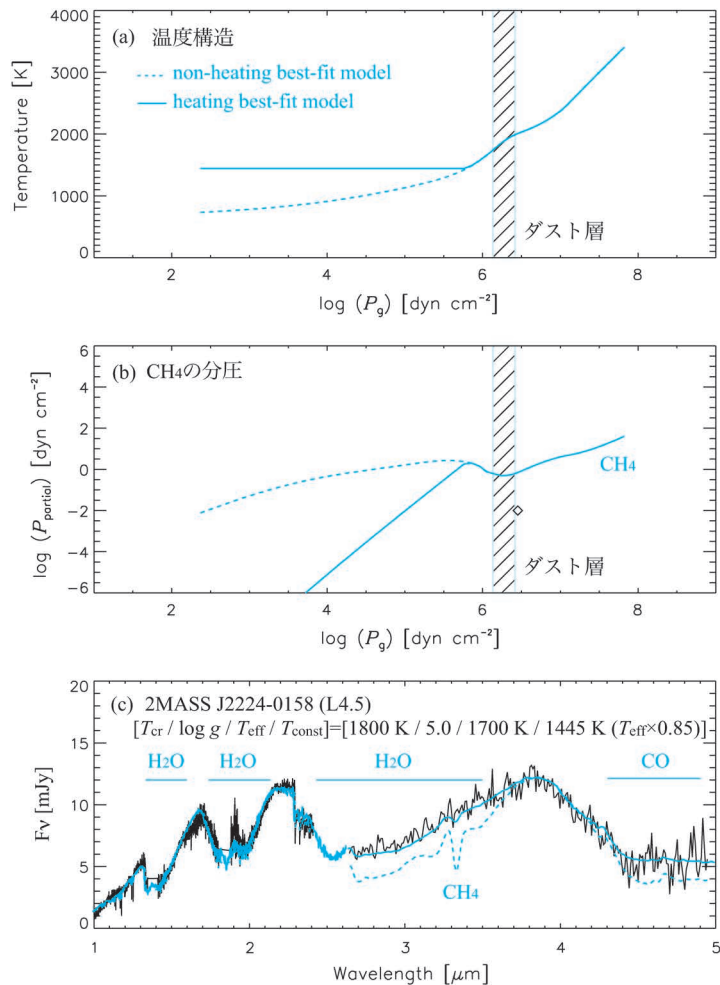


図6 (a) “Non-heating best-fit model ($T_{cr}/\log g/T_{eff}=1,800\text{ K}/5.0/1,700\text{ K}$) の温度構造 (点線)” と “heating best-fit model (1,445 K以下で一定値) の温度構造 (実線)” との比較. (b) 2つのモデル大気における, ガスの全圧に対する CH_4 の分圧. 線種は (a) に同じ. (a), (b) における斜線部はダスト層を示している. (c) L4.5型矮星 2MASS J2224-0158 の観測スペクトル (黒色) と, non-heating best-fit model (青色点線), および, heating best-fit model (青色実線) のスペクトルの比較.

り, それらの天体の大気表面には彩層のような高温領域が存在する可能性がある³⁴⁾⁻³⁶⁾. また, 恒星大気の研究では, 表面对流層をもつ天体は光球から上空にかけてこの対流層を起源とした波動が伝播し, ガスは波動・乱流状態となることがわかっており^{37),38)}, 表面对流層をもつ褐色矮星も同様の動的過程が存在している可能性が高い (図5). しかし, UCMを含めた既存の褐色矮星の大気モデルでは, 彩層活動などの動力学過程については

いまだ考慮されていない.

われわれは, これまで吟味されてこなかった褐色矮星の大気上層の動的擾乱が与える影響を UCM に取り入れ, そのモデルスペクトルと, $\text{H}\alpha$ を出している 2MASS J2224-0158 (L4.5) の観測スペクトルとの比較を行った. 褐色矮星のスペクトル波長領域のうち, ダストの減光が見られる J, H, K バンドは, 褐色矮星の大気の中でもダストが存在する領域の物理化学を反映する. そのため, ま

ず、 J , H , K バンドを含む地上望遠鏡 (IRTF/SpeX, UKIRT/CGS4) の観測スペクトルを用いてダスト存在領域の大気構造を決定した。図6(a)に、求めた best-fit model の温度構造を点線で示す (non-heating best-fit model)。放射平衡に基づく温度構造では、図で示されるように圧力に従い温度が単調減少していく。この温度構造に基づく化学平衡計算により得られた CH_4 の分圧を図6(b)に点線で示す。図6(c)は、2MASS J2224-0158 の観測スペクトル (黒線) と non-heating best-fit model に基づくモデルスペクトル (青色点線) を示している。 J , H , K バンドの観測スペクトルについてはよく再現することができているが、「あかり」のスペクトル領域には大きなずれが見られる。

天体が彩層をもつ場合、大気表面は加熱されていると考えられる。その影響を評価するために、図6(a)の実線が示すように、上層大気の温度を放射平衡温度から上昇させたモデルを作成した。この温度構造 (heating best-fit model) を基に、化学平衡計算および放射輸送計算を行う。その結果、温度を変化させた領域の CH_4 の存在量が劇的に減少し (図6(b)実線)、その効果がスペクトルにも現れた (図6(c)青色実線)。2.7 μm の H_2O や 4.6 μm の CO の吸収バンド付近も観測データに近づくのは、温度上昇に伴う吸収バンドプロファイルの変化や、放射強度の上昇など複数の要因の兼ね合いである。

そのほかの中期L型矮星に対しても本解析を試みた。その結果、過去に $\text{H}\alpha$ 放射が検出されている天体については、大気表面での加熱でスペクトルが改善し、一方、 $\text{H}\alpha$ 放射が検出されていない天体については、スペクトルは改善しなかった。このことから、今回の結果は過去の観測とも一致しているといえよう。また、褐色矮星の環境に対する電磁流体力学的 (MHD) シミュレーションの計算により、大気表面で温度上昇が起こりうることも確認した。メカニズムの詳細は図5を参照

されたい。

このように、波長領域 2.5–5.0 μm は、大気上層の環境を知るのに適していることがわかる。早期–中期L型矮星ならびに若い系外巨大ガス惑星などについては、彩層の存在も考慮して解析を進める必要があるだろう³⁶⁾。

8. 最後 に

このように、褐色矮星の大気構造は、近年の研究で徐々に明らかになってきている。これは、観測技術の発達や、解析ツールの構築にさまざまな人々が貢献してきたからである。なかでも、赤外線天文衛星「あかり」により得られた褐色矮星の近赤外線スペクトルは、ほかにない非常に貴重なデータで、少なくとも 2020 年頃までは世界で唯一の 2.5–5.0 μm の連続スペクトルであろう。この観測スペクトルが新しく指し示した褐色矮星の大気構造の描像が、今後の褐色矮星の研究で有益となることを願っている。

また、褐色矮星の研究は、系外惑星の大気を研究するうえでもたいへん重要な役割を果たすはずである。最近では系外巨大ガス惑星も直接撮像されるようになってきているが、そのような天体に対して褐色矮星で培った解析技術を応用できるだろう。今後は、系外巨大ガス惑星と褐色矮星との大気構造の統一的理解を目指していきたい。

謝 辞

本稿の科学的な内容は、2011年から2014年に筆者らが発表した投稿論文^{29)–31),33)}に基づいています。共同研究者である山村一誠氏、鈴木 建氏の多大なる協力に感謝いたします。また、褐色矮星の大気モデルをご提供いただきました辻 隆氏に、厚く御礼を申し上げます。そして、褐色矮星の素晴らしい観測データをもたらしてくださいました「あかり」関係者の皆様に、心より感謝申し上げます。本研究を遂行するうえで、筆者は日本学術振興会から援助をいただきました。本稿の執

筆にあたりまして、臼井文彦氏には有益なご意見を数多くいただき、深く感謝いたします。最後に、本稿の編集を担当をしていただき、内容について多くの貴重なご意見をいただきました天文月報編集長・青木和光氏に感謝いたします。

参考文献

- 1) Mayor M., et al., 2011, AN 332, 429
- 2) Kumar Shiv S., 1963, ApJ 137, 1121
- 3) Hayashi C., Nakano T., 1963, PThPh 30, 460
- 4) Burrows A., et al., 1997, ApJ 491, 856
- 5) Burrows A., et al., 2001, RvMP 73, 719
- 6) Bastian N., et al., 2010, ARA&A 48,339
- 7) Nakajima T., et al., 1995, Nature 378, 463
- 8) Cushing M., et al., 2011, ApJ 743, 50
- 9) Luhman K. L., 2014, ApJ 786, L18
- 10) Kirkpatrick J. D., et al., 1999, ApJ 519, 802
- 11) Geballe T. R., et al., 2002, ApJ 564, 466
- 12) Burgasser A. J., et al., 2006, ApJ 637, 1067
- 13) Delorme P., et al., 2008, A&A 482, 961
- 14) Tsuji T., et al., 1996, A&A 305, L1
- 15) Tsuji T., 2002, ApJ 575, 264
- 16) Tsuji T., et al., 1996, A&A 308, L29
- 17) Nakajima T., et al., 2001, ApJ 561, L119
- 18) Allard F., et al., 2001, ApJ 556, 357
- 19) Tsuji T., 2005, ApJ 621, 1033
- 20) 辻 隆, 2001, 天文月報94, 204
- 21) 辻 隆, 2012, 天文月報105, 313
- 22) Tsuji T., 1964, AnTok 9
- 23) Geballe T., et al., 2009, ApJ 695, 844
- 24) Cushing M., et al., 2008, ApJ 678, 1372
- 25) 空華智子, 2012, 博士論文(東京大学)
- 26) Murakami H., et al., 2007, PASJ 59, S369
- 27) Onaka T., et al., 2007, PASJ 59, S401
- 28) Yamamura I., et al., 2010, ApJ 722, 682
- 29) Sorahana S., Yamamura I., 2012, ApJ 760, 151
- 30) Tsuji T., et al., 2011, ApJ 734, 73
- 31) Sorahana S., et al., 2014, accepted by ApJ
- 32) Saumon D., Marley M. S., 2008, ApJ 689, 1327
- 33) Sorahana S., et al., 2014, MNRAS 440, 3675

- 34) Mohanty S., Basri G., 2003, ApJ 583, 451
- 35) Schmidt S. J., et al., 2007, AJ 133, 2258
- 36) Reiners A., Basri G., 2008, ApJ 684, 1390
- 37) Suzuki T. K., Inutsuka S., 2005, ApJ 632, L49
- 38) Matsumoto T., Suzuki T. K., 2012, ApJ 749, 8

Brown Dwarf Atmospheres—The New Insight Revealed by *AKARI* NIR Spectra

Satoko SORAHANA

Department of Astronomy, The University of Tokyo, 7-3-1 Hongo, Bunkyo-ku, Tokyo 113-0033, Japan

Abstract: Brown dwarfs are objects with mass intermediate between stars and planets. The first detection of brown dwarf was reported in Nature by Nakajima et al. Since they are not sufficiently massive for core hydrogen burning, they simply cool-off after deuterium burning ends. Theoretical studies of brown dwarf atmospheres predict that such low-temperature atmospheres are dominated by molecules and dust, and can be determined by simple radiative-equilibrium under local-thermodynamic-equilibrium. However, many previous observations in the near-infrared wavelength range find that the actual physical and chemical structures of brown dwarf atmospheres are more complicated and differ from such simple predictions. Here, we present some results of analysis with *AKARI* near-infrared spectra. We propose that (1) elemental abundances are possibly different in each brown dwarf, and (2) chromospheric activity plays an important role in the entire atmospheric structure of early-type brown dwarfs.