

連載

星々の終末の姿【3】

白色矮星の正体

岡崎 彰（群馬大学教育学部）

1. 今回の話は……

これまでの 2 回、白色矮星の発見と観測の歴史を振り返ってきました。シリウスの伴星がふつうの星とは違う奇妙な性質をもつことがわかり、その後、同じような星がだんだん見つかり出すと、この新たに登場した白色矮星は、理論家からも観測家からも注目を集めるようになりました。そのあたりの経緯はこれまでに紹介してきたとおりです。もちろん、現在も、最新の観測技術と物理学の理論を駆使して、白色矮星の正体を探ろうと研究が進められています。

今回は、このような白色矮星はどのような経過を辿ってできたのか、その内部はどんな仕組みになっているのかなど、白色矮星の正体について探ってみましょう。

2. HR 図と星の一生

昼間の空に輝く太陽は、夜空に見えるたくさんの恒星と同じ仲間です。有史以来、いつも同じ姿を見せている太陽ですが、何十億年という長い期間で見渡せば、話は違ってきます。これはたとえば、私たちの姿が数秒間で変貌してしまうことはありませんが、何十年もの間には成長に伴って年相応の姿が変わっていくのと似ています。星々も、誕生し、成長し、天寿をまっとうしていくのです。ただ、その寿命は人間と比べて桁違いに長いので、私たちが星の一生を実感する場面はほとんどありません。

実は、観測機器の発達と物理学の発展を背景にして、この数十年間で星の一生のプロセスが明らかになってきました。まず 20 世紀の前半に、光度を縦軸、表面温度を横軸とするグラフ（HR 図。連載第 1 回参照）に星々

をプロットすると、巨星、主系列星、白色矮星などのグループに分類できることがわかりました（図 1）。この巨星や主系列星、白色矮星という分類は何の違いを反映しているのでしょうか。また、主系列星の帯状の並びは何を意味しているのでしょうか。

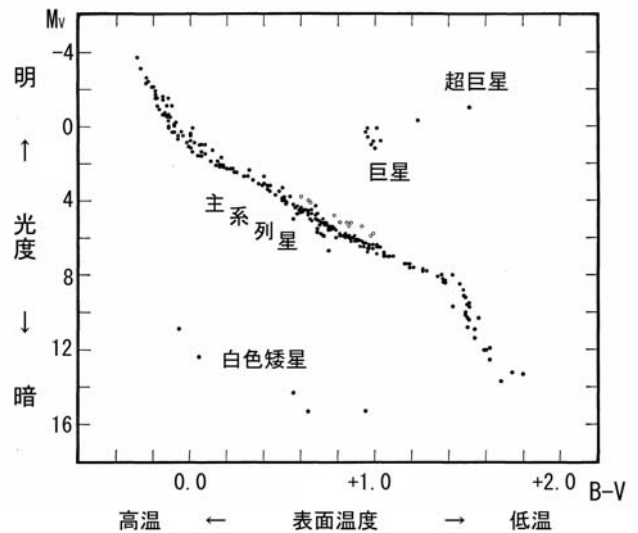


図 1 HR 図の例 [1]

この図は 1950 年代に、太陽近傍の星々と散開星団の星々のデータから作成されたもの。

これらの謎解きの第一歩として、天文学者や物理学者たちは核融合反応やプラズマ（高温の電離ガス）の知識を応用して、観測では直接に調べることができない星内部の仕組みを推定することから始めました。さらに、核反応が進行するにつれて星内部の仕組みがどのように変化し、それに伴って星の大きさや光度、表面温度（有効温度）などがどう変わっていくかも推算していきました。こうした膨大な計算の結果、超巨星、巨星、主系列星、白色矮星などは進化段階の違いを反映していることなどを明らかにしたのです。

3. 主系列星から AGB 星へ

現在理解されている星の進化のプロセスによれば、白色矮星とは太陽質量の 1～8 倍程度の星が最期に迎える段階とされています。ここでは、星の誕生については省略して、太陽のように主系列星段階にある星の話から始めましょう。図 2 は、質量が太陽の 2 倍の星の進化のプロセスを HR 図に描いたものです[2]。本文とあわせて参照してください。

主系列星では、中心付近で水素を燃料とした核融合反応が起きており、その発生熱で生じた外向きの圧力（正確には、中心に近いほど圧力が大きいという圧力勾配）によって、星自身の重さ（重力）を支えています。水素は星の主成分なので豊富にあるだけでなく、核融合反応の燃料としても効率がよいのです。そのため、主系列星として過ごす期間はそれ以外の期間と比べて圧倒的に長く、実質的には星の寿命とみなしてもかまいません。太陽の寿

命はおよそ 100 億年ですが、現在は 46 億年という年齢なので寿命の半分近くを経過したことになります。質量の小さい星では、その分、蓄えている水素燃料が少ないのですが、それ以上に燃料の消費率が小さいので、主系列星として留まっている期間はかえって長くなるのです。たとえば、質量が太陽の 0.8 倍以下の星は寿命が宇宙の年齢（137 億年）よりも長いので、宇宙の初め頃に誕生した星であっても、現在もまだ主系列段階に留まっています。

ここでは、図 2 にならって質量が太陽の 2 倍の星を考えましょう。主系列星は、中心付近の水素燃料が尽きると、重力を支えていた内部の圧力が熱源を失って弱まり、中心核が縮み始めます。しかし、中心核の周囲での水素核融合反応の働きのために、改めて星全体のバランスをとり直す必要が生じ、その結果、外層が膨張して星の半径が膨れて巨星（図 2 中の RGB 領域）になるのです。中心核では、重力で縮むときに生じるエネルギーのた

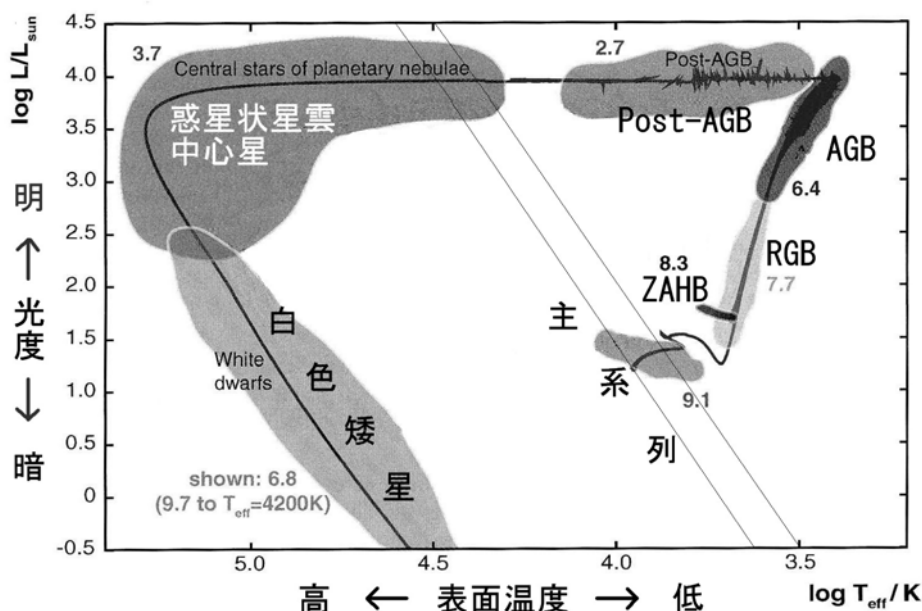


図 2 質量が太陽の 2 倍の星の HR 図における進化経路（熱パルスの影響がない場合。[2] を一部変更）。主系列星から白色矮星に至るまでを理論的に求めたもの。図中の数字は各進化段階における滞在年数の対数を表す。

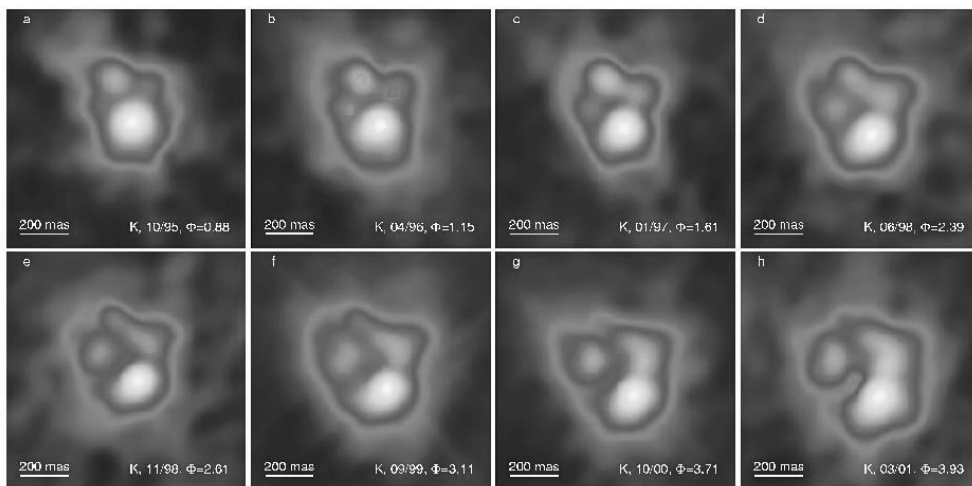


図3 AGB星 IRC+10216が放出した物質の分布 [3]。左上から右下にかけて1995年から2001年までの変化を捉えた赤外線画像。

めに温度がさらに上昇して、ヘリウムを燃料とする新たな熱源を得て膨張がとまります。今度は、ヘリウムから炭素と酸素をつくる核融合反応が始まったのです。太陽質量の4倍程度以下の星では、中心付近でヘリウムの点火時に激しく燃焼して（ヘリウム・フラッシュ）、半径がいくらか小さくなって落ち着き、安定したヘリウム燃焼モードに入ります（図2中のZAHB領域）。

やがて、炭素と酸素が中心核にたまるようになると、再び星の中心核が重力で縮まり、外層がさらに大きく膨らんでいきます。このとき、図2のHR図では、最初は図中のRGB領域を再び通過し、そのまま超巨星に向かって図中のAGB（漸近巨星分枝）領域を通過していきます。このような段階の星を「AGB星」と呼んでいます。半径が最大に近づく頃は、表面重力がきわめて弱く、ぶよぶよとした状態で安定さに欠けています。それだけではありません。星内部では奥深くから表面近くまで伝わる対流で物質が移動しており、さらに、中心核の周囲のヘリウム燃焼が不安定で、間欠的にエネルギーの超過放出（熱パルス）が起きるので、星表面から物質がどんどん外へ流出してしまいます（図3）。

こうして物質を盛んに流出していると、やがて超巨星の巨大な半径も少しずつ小さくなっていきます。それに応じて内部の高温部分が見えてくるので、表面温度も徐々に上昇するようになり、光度はほぼ一定に保たれます。外層の大部分が失われてくると、炭素・酸素が主体の中心部分がじわじわとむき出しになってきます。このように、超巨星の半径が少しずつ小さくなりながら、表面温度が高くなっていく段階の星を、「AGB以後」という意味を込めて「ポストAGB星」と呼んでいます（図2中のPost-AGB領域）。

4. 華麗な姿の惑星状星雲

青白い星を中心にして円盤や環のような形、あるいは軸対称の形をして輝いている星雲が数多く見つかっています（図4）。これらは「惑星状星雲」と呼ばれていますが、「惑星」とは何の関係もありません。この誤解を生みやすいネーミングは、小望遠鏡で見たときの（とくに円盤状の星雲の）様子が、太陽系の惑星の姿と似ているという単純な理由から来ています。

惑星状星雲の正体は、最後まで残ったAGB星時代の中心核が今や高温の中心星に

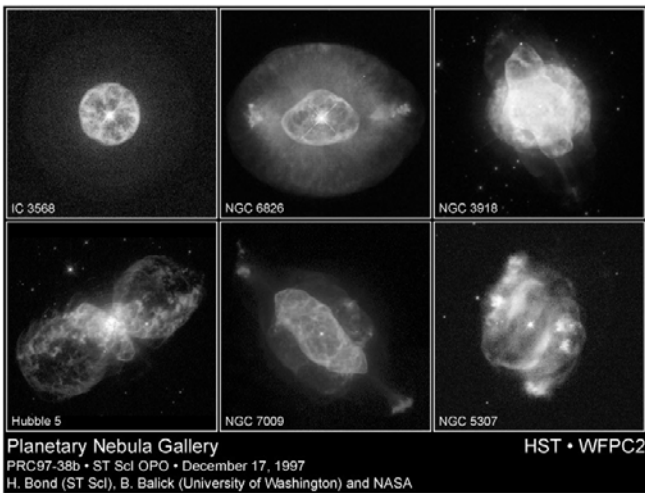


図 4 ハッブル宇宙望遠鏡が撮影した惑星状星雲のさまざまな姿 [4]

変貌して十分に強い紫外線を放つようになり、かつて外層だった周囲に広がるガスを輝かせている姿だと解釈されています。そして、これらのガスはやがて星間ガスに戻っていき、次の世代の星の材料になるとみなされています。そして、この惑星状星雲の中心に残った炭素・酸素が主成分の星こそ、白色矮星の直前の姿だと考えられているのです。

この点で注目されるのが、実際に観測されている惑星状星雲中心星の質量の大きさです。これまで述べてきた星の進化のシナリオによれば、質量が太陽の 8 倍程度あった星も惑星状星雲の段階まで辿りついているはずですが、ところが、約 200 個の惑星状星雲中心星の質量をさまざまな方法で測定してみると、ほとんどが太陽の 0.55~0.65 倍あたりに集中しているのです [5]。このことは、これらの惑星状星雲中心星の中には、AGB 星の段階で星本体の 9 割以上もの質量を放出したのものもあることを物語っています。

5. 白色矮星の質量はどれくらい

白色矮星の質量については、連載第 1 回でも紹介しましたが、1931 年、チャンドラセカールが当時の物理学の知識を駆使して白

色矮星の内部の構造を考察し、その質量には限界があることを指摘しています [6]。理由は後で説明することにして、結論だけ言えば、白色矮星の質量は太陽の 1.44 倍（炭素・酸素が主成分の場合）を超えることはないというものです。

それでは、実際に観測されている白色矮星の質量はどうなっているのでしょうか。前回に紹介したシリウス B 以外にも、多くの白色矮星の質量が測定されています。後で説明するように、白色矮星には質量と半径の間に一定の関係があることがわかっているので、連星でなくても、たとえば、光度と表面温度が観測的に得られれば、半径を計算して質量を求めることができます。そのほか、光の強さの波長別分布をモデル大気と比較して表面重力を求め、質量・半径の関係と組み合わせて質量を導出する方法などもあります。

こうして求めた白色矮星の質量の分布は図 5 に示したとおりです [7]。これを見ると、白色矮星の質量は大部分が太陽の 0.6 倍付近に集中しており、先ほど述べた惑星状星雲中心星の質量と実質的な違いはありません。

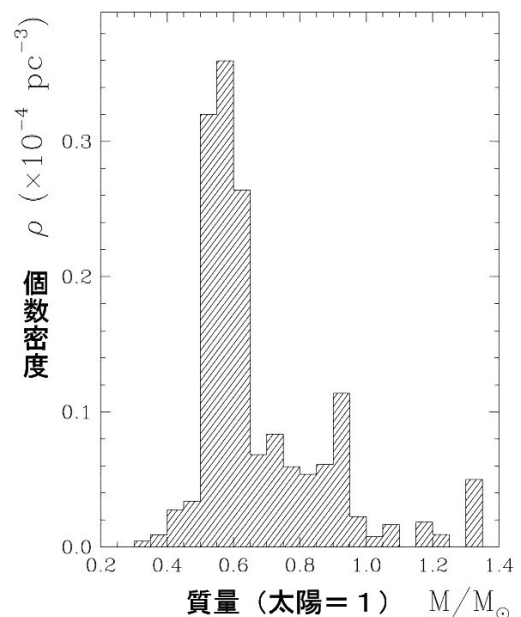


図 5 白色矮星の質量分布 [7]

このように、白色矮星が惑星状星雲中心星から冷えてきたものだろうとの解釈は、観測的にも辻褄が合っていることがわかります。最近では、同じ白色矮星でもスペクトル型で分けて調べると、DA型よりもDB型の方が太陽質量の0.1倍ほど系統的に大きいとの観測報告もあります[8]。

6. HR図できれいに並ぶ白色矮星

白色矮星はもともと暗いので、検出器の感度が向上する比較的最近まで、十分な数のデータがなかなか揃いませんでした。実際、若い散開星団の星々や太陽近傍の星々に基づいて、1950年代に作成されたHR図(図1)では、わずかに数個の白色矮星が収められていただけでした。しかし現在では、大型望遠鏡やハッブル宇宙望遠鏡が稼動するようになり、検出器の感度も格段に進歩した結果、遠方の球状星団を撮像した画像にも白色矮星をたくさん見出すことができるようになりました。

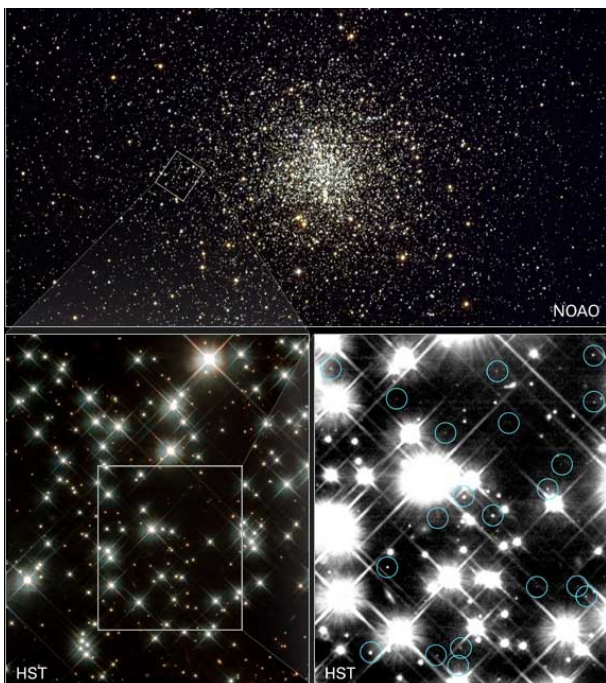


図6 球状星団M4の全景(上)とその部分拡大(左下、右下)[9]
右下写真の丸で囲まれた星々は白色矮星。

図6上は、球状星団M4(距離約3000光年)の全景ですが、同図の左下は、その一部領域をハッブル宇宙望遠鏡で撮影したものです。その中の四角の枠内をさらに拡大したものが右下の図ですが、丸で囲んだ星々はすべて白色矮星を表しています。

今度は、HR図における白色矮星の分布を見てみましょう。図2で示したHR図上の進化経路は、理論的に計算で求めたものでしたが、実際に観測されている白色矮星の並び方はどうなっているのでしょうか。ここでは、上に紹介した球状星団M4の白色矮星を調べたハンセンたち[10]の観測例を紹介しましょう。図7は球状星団M4の星々のデータから作成したHR図の一部です。非常に大まかに言えば、図1の下半分を切り取って左右に少し圧縮したような図と考えていいでしょう。右上の黒丸の並びは星団中の主系列星の分布を示していますが、左上から中下にかけての並びは星団中の白色矮星の系列を示しています。

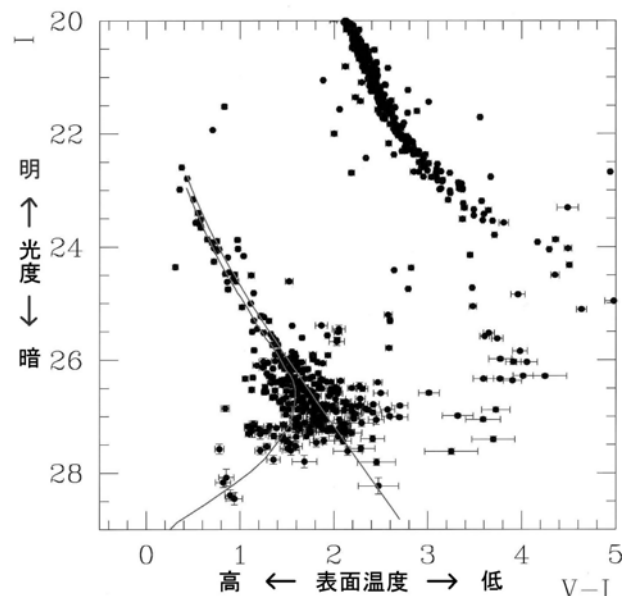


図7 球状星団M4のHR図(色・等級図)[10]
左上から中下にかけての並びが星団中の白色矮星の分布。図中の曲線は太陽の0.6倍の質量をもつ白色矮星の冷却プロセスの経路。上方の黒丸の並びは星団中の主系列星の分布。

7. 冷えるだけの白色矮星

熱源を失った白色矮星はもはや「余熱」で光っている段階で、あとは少しずつ冷えていくしかありません。したがって、有効温度が徐々に下がり、光度もゆっくり暗くなっていきます。その様子を HR 図上で表せば、右下の方にじわじわと移動していくことになります。図 7 の白色矮星の並びは、確かにそのような状況を表しており、図 2 の理論計算で示されている白色矮星の進化経路とも似ていることがわかります。実際、理論的に計算された太陽の 0.6 倍の質量をもつ炭素・酸素主成分の白色矮星の冷却プロセスの経路を図 7 に描いてみると、観測された白色矮星の並びと見事に一致します[10]。なお、この理論計算の経路は下の方に行くとき枝分かれしていますが、左下へ曲がって伸びているのが水素の大気をもつ場合、右下にそのまま伸びているのがヘリウムの大気をもつ場合です。観測された白色矮星も枝分かれ付近で両者に分かれる傾向が見られます。

この球状星団の年齢は 127 億年程度と推

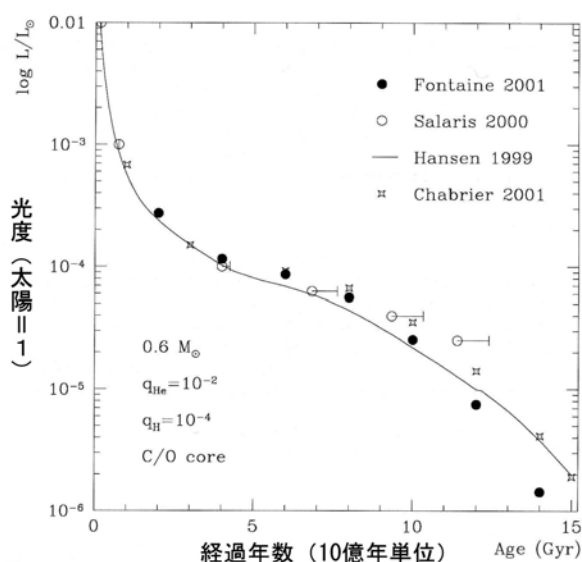


図 8 理論的に求められた白色矮星（太陽の 0.6 倍の質量）の冷却による減光 [10]。各種マークと曲線はモデル計算の違いを表す。

定されており、宇宙の年齢と 10 億年程度しか変わらないほどの老齢です。白色矮星の「余熱」はいったい、どれくらいの期間にわたってもつのでしょうか。これについては、理論的なモデル計算がいくつか発表されていて、どれも同じような結果が得られています (図 8) [10]。それによると、数億年経過した時点で太陽光度の 1000 分の 1、約 40 億年経過した時点で太陽光度の 1 万分の 1、120 億年余り経過して太陽光度の 10 万分の 1 という割合で変化していきます。

8. 星の重力を支えるには熱源が必要

前にも述べましたが、一般に、大量のガスでできている星が自分自身の重力でつぶれないのは、圧力（正確には「圧力勾配」）がその重力を支えているからです。主系列星では中心付近の水素の核融合反応を熱源として、圧力勾配をつくり出していました。圧力を生み出すのに、どうして熱が必要なのでしょう。それには圧力とはどういうものか、ちょっと説明しておく必要があります。

ガス（気体）というのは、ミクロの目で眺めると、粒子が無秩序に飛び回っている状態です。粒子とは私たちの身の回りの空気の場合は分子のことであり、今問題にしている星の内部の場合はイオンや電子のことです。たとえば、空気を風船に入れると膨らみますが、ミクロの目で眺めれば、たくさんの粒子がどんどん風船の内側にぶつかって跳ね返っている様子を見ることができるでしょう。たくさんの粒子が跳ね返るとき、風船内側に外向きの力を次々と与えますが、これをマクロの目を見たとき、私たちはガスの圧力と呼んでいるのです。

粒子 1 個あたりの平均運動量（粒子の質量は一定なので平均の速さと考えてよい）が大きい場合ほど、風船内側に与える衝撃力も大きいことはわかると思います。ガスは温度が

高いほど、そこに含まれる粒子 1 個あたりの平均運動量が大きいので、ガスの圧力は高くなります。また、粒子の個数密度が大きければ、すなわち、ガスの密度が高ければ、それに比例して圧力が高くなることは言うまでもありません。以上のことを考えると、理想気体では、ガス圧力 P が密度 ρ と温度（絶対温度） T の積に比例すること、すなわち

$$P \propto \rho T$$

と表せることに納得ができます。

星の重力を支えるための圧力勾配をつくるためには、中心に近いほど高い温度が必要です。中心付近に熱源を確保すれば、熱は中心から表面に向かって内部を伝わりながら、中心に近いほど高温という状況をつくり出してくれます。しかし、表面に辿りついた熱のエネルギーは、電磁波という形で星の外へ放射されてしまうため、安定した熱源で常に熱を補給する必要があるのです。

9. 白色矮星は熱源をもっていない

白色矮星の内部では、ヘリウムの核融合反応がすでに終わっており、もはや熱源をもっていない。それでは、白色矮星は自分の重力を支えられずに、際限なくつぶれてしまうのでしょうか。そんなことはありません。何よりの証拠に、HR 図上で白色矮星はほぼ同じ半径のところに沿って分布しています。実は、白色矮星では、まったく別のタイプの圧力、「縮退圧」が重力を支えてくれるのです。

AGB 星の中心部分がむき出しになってできた白色矮星は、非常に密度の高い状態にあります。たとえば、白色矮星から普通のサイコロ程度の大きさを切り取ってきて地上で測ったとしたら、数人から数百人もの合計体重に匹敵する重さとなります。これほど高密度の状態では、粒子は自由に飛び回ることができません。このような状況下では、量子力学的な見方で粒子（白色矮星では電子が重要な

役割を果たします）の動きを扱わなければなりません。

この話に関係するものとしては、次の二つの原理があります。

一つは、「粒子の位置 x と運動量 p は同時に正確には決められず、両者の不確定性の積はプランク定数程度 (\hbar) の値になる」（不確定性原理）、すなわち

$$\Delta x \cdot \Delta p \approx \hbar$$

という関係です。もう一つは、電子などの粒子（フェルミ粒子）では「一つの状態には同じ粒子は 1 個しか入れない」（パウリの排他原理）という性質があります。もともと、電子の場合、スピン [自転] の向きで二つの状態が区別されるので、「2 個しか入れない」ということになります。

ここでは、わかりやすいように、絶対温度が 0 度の場合を考えましょう。理想気体の式で計算するなら、電子の運動量がゼロになるので、電子のガス圧力はゼロになるはずですが、ところが、量子力学的効果を考えるとそうはなりません。今、白色矮星の内部の中で、ごく狭い範囲に着目してみましょう。きわめて高密度という環境なので、そこには数多くの電子を見出すことができます。そして、ごく狭い範囲 ($\Delta x \rightarrow$ 小) では、そこに見出される各電子のもつ運動量の不確定性は無視できず ($\Delta p \rightarrow$ 大)、運動量は一定の幅をもつとして扱わなければなりません。しかも、パウリの排他原理のために、これらの電子の運動量の幅は 2 個しか互いに重なり合うことができないのです。そのため、絶対温度 0 度の場合でも、最初の 2 個は運動量ゼロに最も近い値、次の 2 個はそれよりも大きい値、さらに次の 2 個は…、というように電子の個数に応じて、割り当てられる運動量の値がだんだん大きくなっていきます。

このように、狭い範囲にある電子の個数が非常に多ければ、すなわち、物質の密度が非

常に高ければ、たとえ絶対温度が 0 度であっても、電子は十分な運動量をもつことができ、圧力を生み出すことができます。このような圧力を「縮退圧」と呼んでいます。この縮退圧こそ、白色矮星の重力を支えている圧力なのです。

10. 白色矮星の質量には限界がある

上の説明でもわかるように、縮退圧は電子の個数密度だけで決まっています。電子の個数密度と物質の密度との関係は、すべての原子が完全電離しているとすれば、次のようにして換算できます。陽子と中性子の質量を同じとみなし、電子の質量を無視すれば、水素原子では電子 1 個あたりの質量は陽子 1 個分、ヘリウム原子など陽子と中性子の数が等しい原子では、電子 1 個に対して陽子 2 個分として扱えます。成分によって比例定数は違いますが、電子の個数密度と物質の密度は比例します。

縮退圧 P と密度 ρ との関係は、詳しい計算によれば

$$P \propto \rho^{\frac{5}{3}} \quad \text{または} \quad P \propto \rho^{\frac{4}{3}}$$

となります。後者は相対論的な扱いを考慮した場合の式です。このような関係式を利用して、1931 年にチャンドラセカールは白色矮星内部の構造を理論的に考察しました[6]。その結果、このような縮退圧で重力を支えている星では、図 9 のように、質量と半径に一定の関係があることを示したのです。

これを見ると、質量の大きい星ほど半径が小さいことがわかります。一見、不思議な感じがしますが、次のように考えると納得できると思います。質量の大きい星では重力が大きいので、それを支えるには大きな圧力が必要です。上の式からわかるように、そのためには密度を高くしなければならず、半径を小

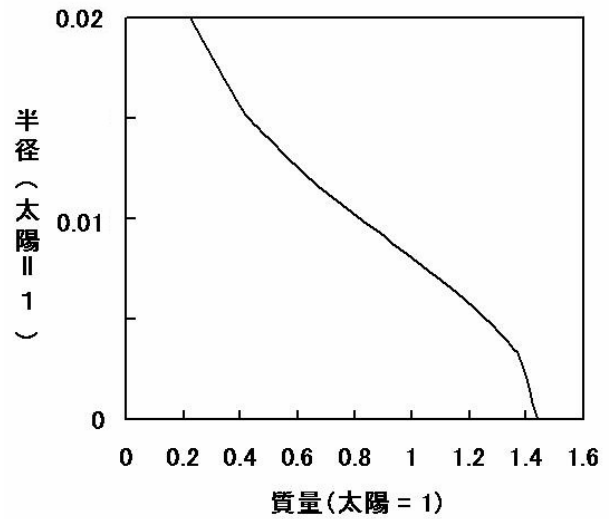


図 9 白色矮星の質量・半径関係
数値は[11]による。

さくすることによってそれを実現しているのです。しかし、質量が太陽の 1.44 倍を超えると、もはや重力を支えきれなくなってしまいます。これを「チャンドラセカールの限界」と呼んでいます。つまり、チャンドラセカールは、まだ数個の白色矮星しか知られていなかった 1931 年の時点で、太陽の 1.44 倍以上の質量をもつ白色矮星は存在しないことを指摘したのです。この指摘が間違っていないことは、図 5 で紹介したとおりです。白色矮星の大きさは、図 5 と図 9 を組み合わせると、その多くが太陽半径の 70 分の 1 から 120 分の 1 程度と考えられます。つまり地球ほどの大きさであることがわかります。

最後に、白色矮星内部の元素の分布について、少し触れておきましょう。図 10 は白色矮星内部の簡単な模式図です。表面が水素の層で覆われている場合が DA 型、ヘリウムの層が表面にむき出しになっている場合のうち、高温でヘリウムがほぼ電離している場合が DO 型、ほとんど電離していない場合が DB 型に対応すると考えられています。

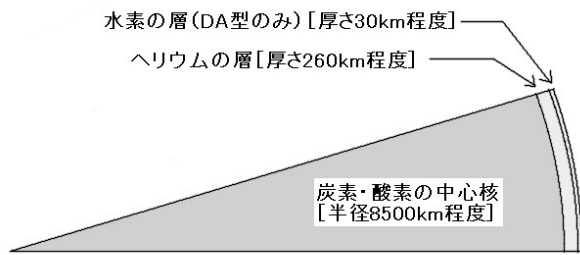


図 10 白色矮星内部の模式的な断面図
 図中の水素の層とヘリウムの層の厚さは実際よりも誇張して描かれている。半径、厚さの数字は平均的な白色矮星の場合。数値は[12]による。

11. 条件次第では華々しい活動が

これまで話してきた内容を振り返ると、白色矮星はただ冷えていくだけの静かでおとなしい星、という印象しかもちません。しかし、特別な環境にあったり、いくつかの条件が整ったりすると、目を見張るような現象を示すことがあります。

たとえば、低温の主系列星と公転周期が数時間という近接連星を成している場合、相手の主系列星から白色矮星に水素を豊富に含む物質が流れ込んで、白色矮星表面にその物質が一定の限界まで堆積すると、水素の核融合反応が暴走して華々しい爆発現象（新星爆発）を示します。あるいは、そこまで劇的ではありませんが、単独の白色矮星の場合でも、表面温度が一定の範囲にあるとき、表面が数十秒から数十分の周期で振動して 0.02 等以下の変光を示すことも知られており、くじら座 ZZ 型変光星と呼ばれています。

このような白色矮星のいくつかについては、次回以降で紹介されると思います。

引用文献

- [1]Johnson, H. L., and Morgan, W. W., 1953, *ApJ*, **114**, 523.
 [2]Herwig, F., 2005, *ARA&A*, **43**, 435.

- [3]Weigelt, G. *et al.*, 2002, *A&A*, **392**, 131.
 [4]Bond, H., Ciardullo, Balick, B., Alexander, J., Hajian, A., Terzian, Y., Perinotto, M., Patriarchi, P., Icke, V., Mellema, G., and NASA, 1997.
http://hubblesite.org/gallery/album/nebula_collection/pr1997038b/web_print
 [5]Tylenda, R. and Stasinska, G., 1989, *A&A*, **217**, 209.
 [6]Chandrasekhar, S., 1931 *ApJ*, **74**, 81.
 [7]Liebert, J., Bergeron, P. and Holberg, J. B., 2005, *ApJS*, **156**, 47.
 [8]Kepler, S. O. *et al.*, 2007, *MNRAS*, **375**, 1315.
 [9]NOAO / AURA / NSF, NASA / Richter, H., 2002.
<http://hubblesite.org/newscenter/archive/releases/2002/10>
 [10]Hansen, B. M. S. and Liebert J., 2003 *ARA&A*, **41**, 435.
 [11]Chandrasekhar, S., 1967, “*An Introduction to the Study of Stellar Structure*”, pp.412-452, Dover Publications, Inc.
 [12]http://www.geocities.com/lewiston_stargazer/tychohandout.htm

岡崎 彰（群馬大学教育学部）