

炭素星の化学組成

大 仲 圭 一

〈日本学術振興会特別研究員 Technische Universität Berlin, Institut für Astronomie und Astrophysik,
Hardenbergstr. 36, D-10623 Berlin, Germany〉
e-mail: ohnaka@export.physik.TU-Berlin.DE

中・小質量星の進化の終末段階では恒星内部で生成された元素が表面に汲み上げられ、恒星表面の化学組成が大きく変化します。その中に炭素星とよばれる星があり、その進化はまだよく理解されていません。ここでは炭素星のスペクトルから化学組成を決定する話をします。星のスペクトルには恒星大気つまり恒星表面の化学組成の情報が含まれています。これらをどのように解析するのか、またそれによってどのように炭素星の進化に迫ることができるのか、を紹介したいと思います。

1. まずは炭素星とはなんぞやって ところから…

ここでお話ししますのは炭素星とよばれる星のことなのですが、まずこれはどういう星なのか、ということからお話ししたいと思います。これらの星は色及び光度はM型巨星のものに近く、つまり見た目にはオレンジ色または赤色で、絶対光度が明るいということです。しかし、スペクトルを見てみますと顕著な違いがあり、M型巨星ではTiOなどの金属酸化物やH₂O、OHなどの酸素を含む分子の吸収が見られるのに対して、炭素星ではC₂、CN、CH、HCN、C₂H₂のように炭素を含む分子の吸収がみられます。

で、何がこの炭素星について問題かと言いますと、このように炭素を含む分子が存在すると言うことは、その星の大気の中で炭素と酸素の量を比べた場合、炭素の方が多いということを示しています。なぜかという、今考えているような星の大気中では一番安定な分子はCOです。そこで、例えば酸素の方が多いとほとんどすべての炭素原子はCOにとりこまれてしまい、COに取り込まれずに残った酸素原子が他のチタンや水素と結合してTiO、H₂Oのような分子ができるわけです。逆に炭素の方が酸素より多いと酸素原子の方がすべてCOに取り込まれてしまい、余った炭素原子がC₂、CN

等の分子をつくることになります。普通、星間空間の化学組成や太陽の化学組成などを見ましても、炭素と酸素の組成を比べますと酸素の方が多いなっています。太陽では水素の組成を1としたときの組成を対数で表すと、炭素=-3.33、窒素=-4.01、酸素=-3.08となっています¹⁾。つまり、C/O < 1なわけです。一方、炭素星の色、光度はこれらの星がHR図上で右上に位置し、進化の進んだ星であることを示しています。要するに、炭素星は生まれたときは酸素の方が多かったのが、進化が進んだところでなんらかの原因で炭素過多になったというふうに考えられるわけです。

2. どうやって炭素星をつくるか

ではどういうふうにして進化の進んだ星が炭素過多になるのかについて現在考えられているシナリオを見てみましょう。炭素星は温度、光度から見て漸近巨星枝(Asymptotic Giant Branch, AGB)にあると考えられています。AGBというのは何かといいますと、主系列にあった星が赤色巨星枝(Red Giant Branch, RGB)、水平分枝(Horizontal Branch)へと進化し、さらにそのあとの進化段階です。AGBになると星はRGBのときのように膨張し、その半径は地球の軌道半径(200 R_⊙)もしくはそれ以上になり、光度は太陽の10³~10⁴倍にまで達します。

一方、表面温度は3000 Kぐらいにまで下がり、見た目には赤く見えるようになります。

さて、このAGBという恒星進化の段階と炭素星の存在はどう関係しているのでしょうか。AGBにある星は、中心に炭素と酸素からなるコアがあり、その周りにはヘリウム層があります。さらにその周りは水素の対流層があり、これは表面にまでいたっています。AGBではヘリウム層における殻燃焼と水素層の底部での殻燃焼という2つの核反応が起こっていると考えられています。ヘリウム殻燃焼は熱的に不安定で、大体 10^5 年の間隔で暴走反応を起こします。このときに 3α プロセス、つまり $3 \times {}^4\text{He} \rightarrow {}^{12}\text{C}$ という反応で炭素が生成されます。さらに一回の暴走反応が収まると外の対流層が反応の起こっていた領域にまで下りてきて ${}^{12}\text{C}$ を汲み上げていくと考えられています。そうすると、酸素過多であった大気がこの ${}^{12}\text{C}$ によって炭素過多になっていくと考えられるわけです。

しかし、今述べたようなことを実際に理論的に計算してみると観測と合わないところがいろいろ出てきます。例えば、理論では比較的重い星(3から $5 M_{\odot}$ 以上)でないと炭素星にはならないのに、マゼラン雲の観測からは炭素星はもっと軽い($2 M_{\odot}$ 程度)ということが指摘されています^{2), 3)}。これはCarbon Star Mysteryといわれ²⁾、AGB星の研究の主要なテーマの一つです。そこで、観測的にはどんなことができるかという、上で述べたように表面の化学組成は内部の核反応生成物の混入によって変化するわけですから、それを調べることで、炭素星が経験してきた内部核反応、その生成物の汲上げの過程を知ることができます。ここでは炭素同位体比 ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$ 、炭素組成、酸素組成の解析についてお話しします。なぜなら、もし炭素星が ${}^{12}\text{C}$ の汲上げによってできるなら——しかも酸素組成と ${}^{13}\text{C}$ の組成は変わらないとすると—— ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$ とC/Oには相関が見られるはずだからです。ここでの話のバックボーンとしてはこのような相関があるかどうかを調べるということがあります。

3. 炭素同位体比の解析の話

まず、 ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$ の解析からはじめましょう。私たちは岡山天体物理観測所で100個以上の炭素星の分光観測を行い ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$ 比を決定しました。具体的には7800から8030Åの領域のスペクトルを観測し、 ${}^{12}\text{CN}$ と ${}^{13}\text{CN}$ のラインから同位体比を決定したわけです⁴⁾。図1に観測の一例としてST Casのスペクトルを示しますが、見て分かるように非常にたくさんラインが観測され、これが炭素星のみならず低温度星のスペクトル解析を困難なものにしています。というのは、普通、化学組成解析は吸収線の等価幅をつかって行いますが、このようにラインが混みあっている一本一本のラインの等価幅を精度良く測定することは困難です。しかし、ラインの深さの方は隣のラインのブレイクの影響を受けにくく、等価幅よりは精度よく測定できます。そこで私たちは ${}^{12}\text{CN}$ と ${}^{13}\text{CN}$ のラインの深さを用いて ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$ 比を解析しました。図2に示すのが我々のサンプルの中の62個のN型炭素星に対して決定した ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$ の頻度分布です。炭素星にはいくつかの細分類があり、その中でN型はもっとも普通に見られる炭素星です。明らかに ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$ は20から30にピークをもっています。これは炭素星の進化という点からみるとどういう意味を持つのでしょうか。まず、先に述べたシナリオのようにK・M型巨星が ${}^{12}\text{C}$ の汲上げによって炭素星になると仮定します。K・M型巨星の ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$ 比、C/O比はそれぞれ10から20、0.3から0.5です^{5), 6)}。一方炭素星のC/O比の方はLambert et al. (1986)⁷⁾によりますと、1.02から1.5で、平均をとってみますと1.1です。つまり、 ${}^{13}\text{C}$ の組成、酸素組成は変わらないとすると ${}^{12}\text{C}$ の汲上げでC/Oが2から3倍になったということになります。すると ${}^{12}\text{C}/{}^{13}\text{C}$ の方も2から3倍にならないといけないわけで、K・M型巨星の10から20という値から20から60という値に増えると思われ。で、岡山の観測から得られた結果はこの予想とまあ大体あっているわけです。

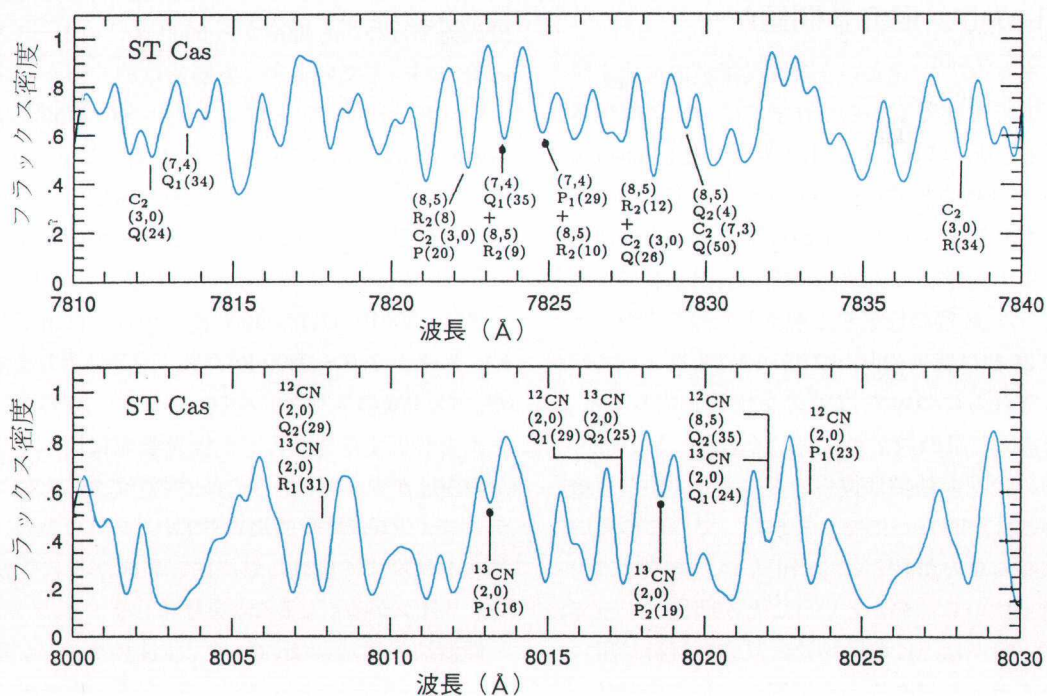


図1 ST Casの観測スペクトルの一部. 上段の黒丸は解析に用いた ^{12}CN のライン, 下段の黒丸は解析に用いた ^{13}CN のラインをあらわす

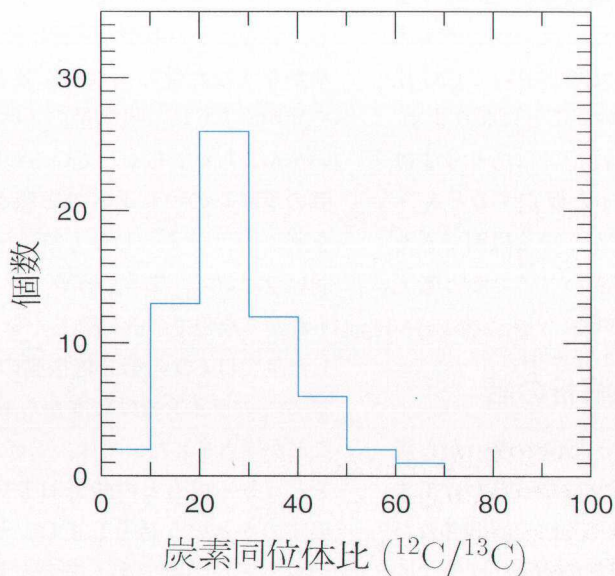


図2 N型炭素星における炭素同位体比 $^{12}C/^{13}C$ の頻度分布

4. しかし、厄介な問題が…

ところで $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ 比というのは炭素星の進化を研究する上で重要ですからこれまでにすでに解析されてきました。特に、先に出てきました Lambert et al. ですが、彼らは C, N, O の元素組成と $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ を赤外高分解能スペクトルから決定し、その結果は炭素星の化学組成の議論に広く引用されています。彼らは 30 個の炭素星を解析したのですが、その中の 21 個は我々のサンプルの中にも含まれています。それらについて $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ を比較してみると、本来なら同じ星の $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ は等しくあるべきなのが、系統的に我々の結果は彼らのものより 2 から 3 倍小さいことが明らかになりました。で、この食い違いはなんなのか、どっちが正しい（あるいは両方間違っている）のかということが問題になってきます。我々は、この段階では双方の解析に用いられたモデル大気の違いが影響しているのではないかと、との疑いを抱きました。モデル大気とは大気の深さ（普通は光学的厚さ）の関数として温度、密度、各分子の分圧などを理論的に計算したもので、これを用いて吸収線の等価幅などを計算するわけです。そして、もしこの食い違いがモデル大気の影響なら、我々のモデル大気を用いて C/O 比を解析してみる必要があるということになります。なぜなら、上で見たように大雑把ではありますが、炭素星の C/O 比を 1.1 と仮定すると K・M 型巨星から炭素星への進化がうまく説明できたわけですが、これが C/O 比が変わってくると考え直さないといけないかもしれません。

5. 炭素・酸素組成の解析の話

$^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ の解析で明らかになった食い違いから炭素・酸素の組成を解析することになったわけですが、データについては Lambert et al. で観測されたものを用いることにしました。その方が、よりよく結果を比較できるからというのがありますし、彼らのデータは極めて質の高いものだからです。観

測はアメリカのキットピーク天文台のフーリエ変換分光器で行われ、4000 から 6600 cm^{-1} (2.5 - 1.5 μm) をカバーしています。分解能は約 6 万から 9 万という高分解能で、S/N 比も低いもので 50、高いものでは 100 以上という具合です。これらのデータはキットピーク天文台の K. H. Hinkle 博士の御好意により頂くことができました。ここでは有効温度 (T_{eff}) の異なる 3 つの星を選んで解析しました⁸⁾。つまり、TX Psc ($T_{\text{eff}} = 3000 \text{ K}$)、BL Ori ($T_{\text{eff}} = 3200 \text{ K}$)、V Aql ($T_{\text{eff}} = 2800 \text{ K}$) です。図 3 に示しますが、TX Psc のスペクトルの一部です。赤外スペクトルを解析する利点の一つは光学域に比べてラインの密度が少ないということです。このことはコンティニュームが比較的決めやすいということと、等価幅を精度よく測れて最終的に組成解析に「使える」ラインが多くなることを意味します。

観測波長領域には CO, C_2 , CN のラインが多数（いやというほど）あります。そこで、酸素組成は CO の第 2 倍振動のラインから、炭素組成は C_2 のフィリップスシステムのラインから決定することができます。といっても図 3 に示したようなスペクトル——これはごく一部——から、各吸収線を同定し、さらにその中から解析に使えるラインを選ぶ作業がなかなか骨の折れる作業なのです。図 3 を見て分かるように、炭素星のスペクトルはラインがたいへんごちゃごちゃしているわけで、そのなかから隣のラインのブレンドの影響が比較的少ないものを選ぶわけです。しかも組成解析に不可欠なのは弱いラインで、こういうラインはブレンドの中に埋もれがちなので余計に難しくなります。ここで解析した星では CO の第 2 倍振動のラインで 20 から 30 本、 C_2 のラインでは数本から 10 本程度を選び出すことができました。では、これらのラインの等価幅をどうやってもとの酸素および炭素の元素組成に戻すのかという話をしましょう。組成解析にはモデル大気が必要です。モデル大気は有効温度、表面重力、化学組成などのパラメータで決まるわけですが、このうち有効温度、表面重力は測光デー

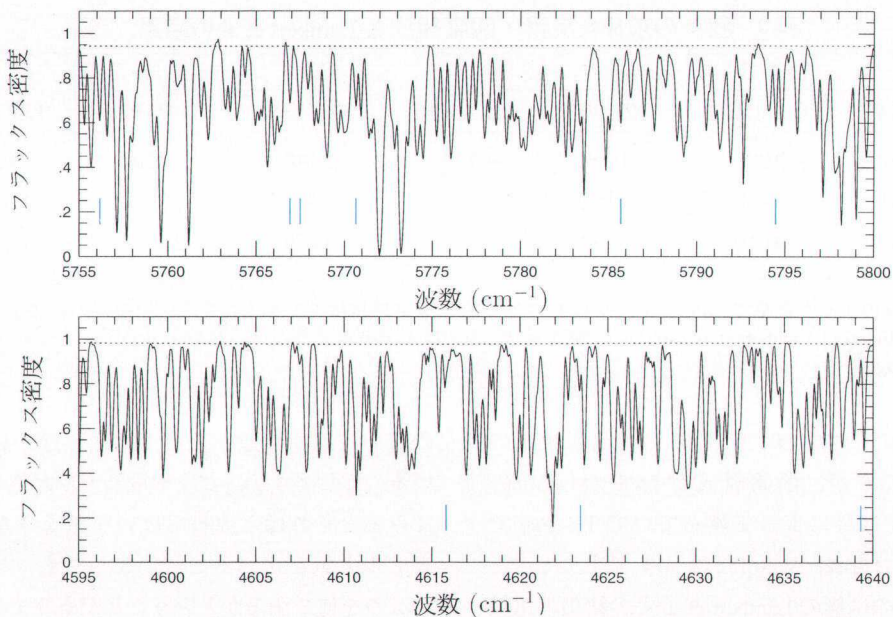


図3 TX Pscの観測スペクトルの一部。上段: Hバンド, 解析に用いたCO第2倍振動のラインを線で示す。下段: Kバンド, 解析に用いたC₂フィリップスシステムのラインを線で示す。上下段とも点線はコンティニュームレベルを表す

タ, 視直径, 大体の光度などから決めます。しかし, 化学組成——今一番重要なのは炭素と酸素の組成ですが——は実はモデル大気を使ってこれから求めようとしているものなので, この段階では何か適当な炭素・酸素組成を入れるとします。そうするとモデル大気をつかって, 各ラインについて合成スペクトルを計算して, 観測された等価幅と比べます。その差が0であれば, はじめにあてずっぽうで入れた化学組成があっていたということになります。そうでない場合は, COの等価幅の差から酸素組成を, C₂のラインの等価幅の差から炭素組成に補正を加えるわけです。しかし, ここで注意しないといけないのは, 炭素星の大気構造(大気中の温度・圧力分布)は炭素・酸素組成に敏感であるということです。つまり, 炭素・酸素組成に対する補正值がわかったなら, 今度はその新しい組成をもつモデル大気を用意して各ラインの合成スペクトルを計算しないといけないのです。これでは非常にたくさんのモデル大気を計算しな

いとけないことになります。そこで, いろいろな炭素・酸素組成をもつモデル大気のグリッドをはじめに用意しておきます。そして, その各モデルで合成スペクトルを計算し観測値と比べてCO, C₂の補正值を出します。そうすれば, その炭素・酸素組成のグリッド上でCO, C₂の補正值が両方とも0になるところを内挿によって求めることができ, こっちの方がずっと効率的です。

実際にこうやって求めた酸素組成および炭素組成の結果が表1です。上で述べたような解析は2種類のモデルをつかっておこないません。一つは平行平板モデル大気(PP)で, もう一つは球対称モデル大気(SS)でこちらは大気がある厚みをもってひろがっていることを考慮にいたしたモデル大気です。しかし, これら2種類の異なるモデルの影響はそれほど大きくないことがわかります。それは化学組成は先にのべたように弱いラインから求められるもので, こういうラインは大気の深いところできるので大気がひろがっていることの影響はあまり

表 1: 我々の求めた炭素・酸素組成と Lambert et al.の結果.

星の名前	[O/H]			C/O		
	O97 (SS)	O97 (PP)	LGEH86	O97 (SS)	O97 (PP)	LGEH86
TX Psc	-0.006	-0.096	-0.10	1.140	1.160	1.027
BL Ori	-0.068	-0.182	-0.29	1.311	1.394	1.039
V Aql	-0.010	-0.152	-0.20	2.479	2.825	1.25

※ O97 は我々の求めた結果で, PP は平行平板モデル大気, SS は球対称モデル大気を用いた解析の結果を示す.

また, LGEH86 は Lambert et al. (1986)の結果を示す. [...]は太陽系組成との比の対数を表わす.

$$[O/H] = \log\left(\frac{O}{H}\right)_{\text{星}} - \log\left(\frac{O}{H}\right)_{\odot}$$

出てこないわけです. また, これらの元素組成の決定の精度ですが, 酸素組成で 25% から 60%, C/O 比の精度は星によって違って TX Psc で 5%, BL Ori で 20%, V Aql では 30% です. で, ここで気になるのは例の Lambert et al.との結果の比較です. 違ってののか, 違ってないのか...

6. さて結果を比較してみると...

表 1 には Lambert et al.の結果も一緒に載せています. 彼らは平行平板モデル大気で解析していますので, ここでは我々の方も平行平板モデル大気から決定した結果で比べることにしましょう. そうしますと, 酸素組成の方は, 太陽系組成程度かややそれよりも少なくなっていて, 両者の結果は解析の誤差の範囲内でよくあっていることがわかります. しかし, 炭素組成の方はかなり違ってきます. Lambert et al.の 30 個の炭素星の解析の結果は, 約半分の炭素星は $C/O < 1.1$ で, それほど炭素過多ではないということになっています. しかし, ここでは V Aql のように $C/O > 2$ というほど炭素過多なものもあるという結果が出たわけです. また, TX Psc については炭素組成はあんまり違ってないように見えるかもしれませんが, 炭素組成は C_2 から決定され, C_2 の量は $(C - O)^2$ で近似的にあらわされることを考えると, ほんとうは $(C/O - 1)$ で比べた方がいいのです. そうすると両者の違いは 8 倍から 10 倍になることがわかります. ではこれら

の違いは思った通りモデル大気の違いに起因しているのでしょうか. どうやらモデル大気をよく比べてみるとそれほど違っていないさそうなのです⁹⁾. モデル大気を比べると言いますが, まず, 大気の深さを何で測るかということがあります. 光学的厚みにしてもどの波長で見たものかによって違ってきます. そこで, こういういろんなパラメータも同じにして比べてみますと, Lambert et al.が使ったモデルと我々が用いているモデル大気はそんなに違わないということがわかってきました. で, 残念ながら $^{12}C/^{13}C$ の系統的な食い違いや, この C/O 比の違いの原因についてはまだ明らかになっていません. また, 最終的に解析に用いたラインの本数ですが, 彼らは CO の第 2 倍振動のラインで 100 本程度もしくはそれ以上使ったと言っていますが, 我々は同じスペクトルを解析したにもかかわらず, せいぜい 30 本しか使えそうなラインを選びだすことができませんでした. これは最終的にどのラインをつかったか, またその等価幅を比べる必要があることを示しています. さらに読者の中には Lambert et al.のスペクトルから $^{12}C/^{13}C$ を求め直すとどうなったか, ということが気になっている方もいらっしゃるでしょう. しかし, ^{13}CO の第 1, 2 倍振動のラインを拾ってみるとせいぜい数本しか拾えず, さらにブレンドの影響があって信頼できる値は出せませんでした. これもやはりラインの選び方というものを比較検討しないといけないことを物語っています.

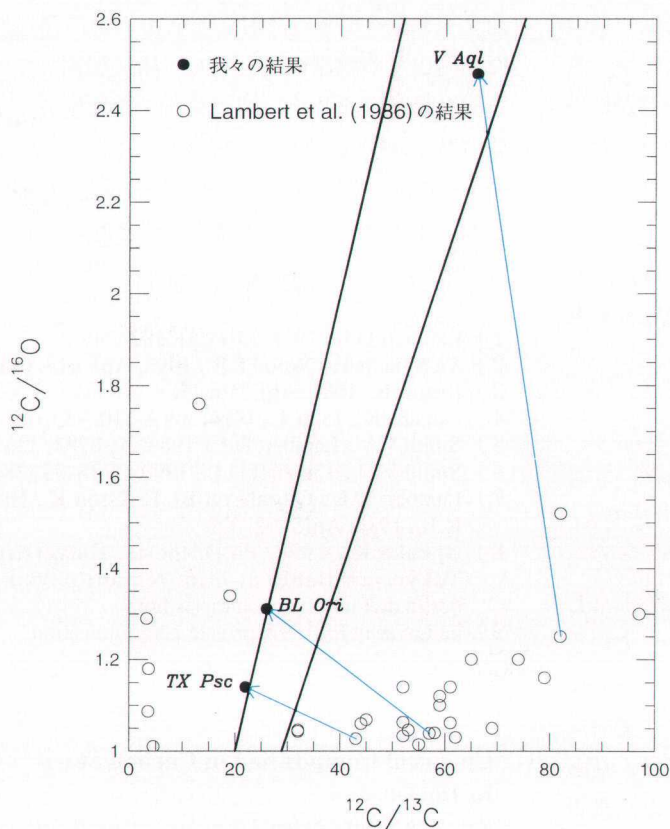


図4 C/O比と $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ 比のプロット. 黒丸は、我々が求めた $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ 比とC/O比を表す. 白丸はLambert et al. (1986)の結果を表す. 左側の直線はC/O=0.5, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}=10$ のM型巨星が炭素星へと進化した場合の予測される軌跡. 右側の直線はC/O=0.45, $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}=13$ のM型巨星を仮定した場合の予測される軌跡. 矢印は我々の結果とLambert et al.との違いを表す

7. やっとこさ炭素星進化の話

ずいぶんと解析の話が長くなりましたが、ここで求めた $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ 比とC/O比が炭素星進化にどういう意味をもつのかを考えてみましょう. 実際、これを議論するための組成解析だったのですから、 $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ の解析のときに議論したのは大雑把なものでした. しかもC/O比はLambert et al. からとってきていて、その彼らの $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ と食い違いがあったのですから、コンシステントとは言えませんでした. 今度は個々の星について(といっても3個ですが)「自前の」C/O比があります. そこで、例の炭素星進化のシナリオを調べるために、 $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ を横軸に、C/O(詳しく言うと $^{12}\text{C}/^{16}\text{O}$)を縦軸にプロットします. これが図4に示してあります. また炭素星に

なる前の星(KかM型巨星)の $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ とC/Oが与えられて、そこに ^{12}C がつきこまれていくとすると $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ およびC/Oの増え方は簡単な算数によって図4にあるような直線であらわされます. ここで、Smith & Lambert^{5), 6)}のM型巨星の組成解析の結果にもとづいて、炭素星になる前の化学組成としてC/O比・ $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ 比が(10, 0.5), (13, 0.45)を仮定して2本描いています. (10, 0.5)というのはSmith & Lambertのサンプルのメディアンで、(13, 0.45)は彼らのサンプルの平均値です. つまり、炭素星の解析の結果がもしこの2本の直線の間にくるようなら、今考えている炭素星進化のシナリオはなかなかいけるということになるのですが……見て分かるように3つは予想される範囲におさまっています. 一方、Lambert et al.の方は白丸であらわしています

が、これはどうも予想される範囲からはずれているようにみえます。しかし、炭素星の御先祖の星の化学組成が今となっては調べられないことや、さらに酸素組成は変わらないとしましたがそれが妥当なのかとか言い出しますと、この図の上ではずれているからと言って彼らの結果について判断を下すことはできません。しかし、我々の結果は3つながら $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ と C/O の間に非常に明瞭な相関があることを示しています。そこで残りの星の解析を進めていくことはたいへん重要です。

8. これからの話

さて、これで大体の話は終わりましたが、もちろんすべてがクリアになったわけではありません。まずはじめに C/O 比にしましても同じデータをつかってるのに、しかもどうもモデル大気は同じらしいのにどうしてこんな違いがでてくるのか、ということがあります。それには解析に用いたラインの比較、測定した等価幅の比較というように基礎的なところをチェックしないといけないようです。さらに、今回は窒素組成は解析しませんでした。窒素組成は水素殻燃焼についての情報をもっており、これを調べることも重要です。はたして炭素組成の結果に見られたような顕著な食い違いは窒素組成にもでてくるのだろうか、とか。これはキットピークのスペクトルで CN のラインを調べることで決定することができます。また、 ^{12}CN 、 ^{13}CN のラインから $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ を求めることもできそうです。そうすれば我々の岡山観測から決定した値と比べることができます。

ここで話ししました研究を進めるにあたっていろんな人のお世話になりました。指導教官である東大理学部天文学教育研究センターの辻 隆教授、Lambert et al. のデータをまるまる提供してくだ

さったキットピーク天文台の K.H.Hinkle 博士、測光データをくださった国立天文台の野口邦男助教授、岡山での観測の際いつも一緒に観測してくださった岡田隆史助手、球対称モデル大気コード開発の際にいろいろとアドバイスしてくださった Institut für Theoretische Astrophysik, Universität Heidelberg の M. Scholz 教授に深く感謝したいと思います。

参考文献

- 1) Lambert D.L., 1978, MNRAS 182, 249
- 2) Vassiliadis E., Wood P.R., 1993, ApJ 413, 641
- 3) Iben I., Jr., 1981, ApJ 246, 278
- 4) Ohnaka K., Tsuji T., 1996, A&A 310, 933
- 5) Smith V.V., Lambert D.L., 1985, ApJ 294, 326
- 6) Smith V.V., Lambert D.L., 1990, ApJS 72, 387
- 7) Lambert D.L., Gustafsson B., Eriksson K., Hinkle K.H., 1986, ApJS 62, 373
- 8) Ohnaka K., 1997, Ph.D. thesis, University of Tokyo, available at <http://export.physik.tu-berlin.de/Publikationen/thesis.html>
- 9) de Laverny P., 1997, private communication

Chemical Composition in Carbon Stars

Keiichi OHNAKA

Research Fellow of the Japan Society for the Promotion of Science, Technische Universität Berlin, Institut für Astronomie und Astrophysik, Hardenbergstr. 36, D-10623 Berlin, Germany

Abstract: Intermediate- and low-mass stars at the late stage of their evolution experience the change of surface chemical composition, with nuclear processed material dredged up. Carbon stars are such objects whose evolution is only poorly understood. The abundance analysis using their spectra is crucial in the understanding of nuclear reactions and mixing processes taking place at the stellar interior. How can we derive the chemical composition of the stellar atmosphere from observed spectra? And what does it mean for unraveling the evolution of carbon stars?