

金属欠乏星で探る銀河系の化学進化（入門編）

比田井 昌英

〈東海大学総合教育センター 〒259-1292 平塚市北金目 1117〉

e-mail: hidai@apus.rh.u-tokai.ac.jp

金属欠乏星を用いて銀河系の化学進化と形成進化を解明しようとする研究は、8-10 m 級のすばる（日本）、ケック（アメリカ）、VLT（ヨーロッパ）などの望遠鏡を用いて、より暗いより金属欠乏な星を観測することにより急速に進展しています。しかし、比較的明るい中程度の金属欠乏度の星の観測もおそろかにできないのです。本稿では、岡山天体物理観測所 188 cm 望遠鏡 + HIDES による中程度の金属欠乏星の観測と元素組成解析から、どのようにして銀河系の化学進化を探ろうとしているかについて、入門的に概説します。

1. なぜ金属欠乏星か？

私たちの銀河系はどのように形成進化し、その中で物質がどのように作られていったのかという歴史を明らかにする事は、現代天文学の重要課題の一つです。現在、宇宙は約 150 億年前にビッグバンで誕生したと考えられています。銀河系はおそらくビッグバンから 20-30 億年後の宇宙で形成され現在まで進化してきたものと考えられています。

では、銀河系がそんな大昔に、どのようにできあがってきたのか、その中の物質はどのように作られてきたのか、ということを確認な証拠をもって解明するにはどうしたら良いのでしょうか？

その方法の一つに、銀河系が形成される過程で順次それぞれの年代における星間物質によって作られてきたと考えられる恒星を研究するものがあります。現在まで生き延びてきている 100 億年前から 50 億年くらいまでの年齢を持つ恒星の表面大気中に、90 種類くらいある元素がどのような組成を持っているのかを調べるのです。このような恒星は、年齢 46 億年の太陽より古いわけですが、一般的に、「金属元素」と呼ばれるヘリウムより重い、鉄を代表例とする重元素が、太陽と比較して少ないので「金属（が）欠乏（している）星」と呼ば

れます。恒星の金属度は普通、 $[Fe/H] = \log(Fe/H)_{\text{星}} - \log(Fe/H)_{\text{太陽}}$ という鉄元素の太陽組成との対数の差額で表されます。例えば、 $[Fe/H] = -1$ と -2.5 の星はそれぞれ太陽の 1/10 と 1/316 の鉄組成を持っていることになります。

なぜ、金属元素が少ないのでしょうか？ その理由をごく簡単に、現在の恒星進化論の定説的な知見をもとに説明しましょう。まず、ビッグバンの数分後の宇宙には、ほとんど水素とヘリウム元素しかありませんでした。その後、おそらく 2, 30 億年くらいの間に、星間物質の水素とヘリウムだけから恒星が誕生します。これは第 1 世代の恒星ですが、この世代には太陽質量の 0.6 倍とか 0.8 倍とかというような小質量星から数 10 倍から 200 あるいは 300 倍くらいまでの大質量星まで含まれていたと考えられます。このような第 1 世代星の進化も、基本的には第 2 世代以降の星の進化の枠組みと同じですので、太陽質量の 8 倍程度以上の質量を持つ星には II 型超新星爆発を起こして死んで行くものがあります。この際に、内部中心核で作られた鉄までの重元素や、新たに形成された鉄以上の重元素を含めた様々な重元素を宇宙空間に放出します。一方、太陽質量の 8 倍程度以下の質量の星は、晩年に表面から多量の物質を放出し、惑星状星雲と



なり、その中心星は白色矮星として最後を迎えます。もし連星系の場合は、この白色矮星は相手の伴星から質量を貰い、再度重力収縮して中心温度を上昇させ、内部の炭素中心核で爆発的な炭素核反応を起して Ia 型超新星となります。この時も、重元素を宇宙空間に放出します。

こうして、第 1 世代の星が死んで行くとき放出された重元素は星間物質に混じっていき、この星間物質が第 2 世代の恒星の材料になります。つまり、第 2 世代は重元素を少し持った星という事になります。この第 2 世代の恒星は第 1 世代と同じように死んでいくとき、超新星などにより重元素を星間物質に供給します。そして、第 3 世代の星ができ、そして、死ぬときにまた同じことが繰り返されます。というように、より初期の世代の星ほど金属元素が少なく、世代が進むにつれて、重元素量が増加した星間物質からできるので金属元素が多くなってきます。したがって、一番古い第 1 世代の恒星は金属ゼロ、つまり $[\text{Fe}/\text{H}] = -\infty$ であり、世代とともに、 $[\text{Fe}/\text{H}]$ が増える事になります。こうして、できるだけいろいろな金属度を持った金属欠乏星の元素組成を調べると、銀河系の年齢とともに恒星がどこでどのような誕生をして、どのように元素、つまり、物質を形成してきたかという銀河系の化学進化と構造の形成進化に対する知見が得られるのです。

2. どうやって組成を調べるの？

金属欠乏星の重元素組成を調べるといっても、自然界にはヘリウムより重たい元素はリチウムからウランまでの 90 種類があります。これら全てが調べられているわけではありません。ここで、元素組成を調べる方法を簡単に述べましょう。まず、観測データは、分光観測から得ます。分光観測にもいろいろな分解能で行うものがありますが、精密な元素組成解析には分解能 40000 以上は必要です。光学領域においては、一般に 20000 以上くらいの高分解能で行う分光観測を「高分散（あるいは高

分解能）分光観測」と言います。恒星大気からやってくる光を分光すると、暗線の吸収線が観測されますが、これらは表面にあるいろいろな元素が内部から出てきた光を吸収してできたものです。様々な元素の吸収線はそれぞれ決まった波長を持っているため、しばしばこれらが重なりあってしまいます。重なり程度にもよりますが、できるだけ重なりあっていない吸収線のデータを得るには波長分解能を大きくして、重なりを解きほぐす必要があります。これが高分散分光観測をする理由です。

観測する波長域の選定は、元素組成を得ようとする元素の吸収線が観測される波長域ということになります。しかし、地上で観測できる電磁波領域は大気の窓としての 3,000–10,000 Å の光学領域、1–10 ミクロンまでの近赤外線の所々、そして電波です。これ以外は大気の影響のない宇宙空間に衛星望遠鏡を打ち上げて観測することになります。

恒星の高分散分光観測は、主に吸収線がたくさん観測できる紫外線、光学、赤外線などの領域で行われてきましたが、やはり、光学領域での観測がもっとも盛んに行われてきています。私たちが岡山天体物理観測所で HIDES を使って高分散分光観測を行っているのも光学領域です。

さて、HIDES を用いて、ある金属欠乏星の高分散分光観測を行ったとしましょう。得られる生データは、泉浦さんの解説（本号 291 ページ）にもあります様に CCD の 2 次元画像です（表紙写真参照）。エシェル分光器ですので、何本ものスペクトルの次数に分けられて 1,000 Å くらいの波長域が写ってます。この 2 次元データに、バイアスの差引、CCD の感度補正などを行い、各次数に沿ってピクセルに蓄積されている信号を寄せ集めていきます。これで 1 次元スペクトルが得られますが、さらにこのスペクトルに波長スケールをつけ、組成を求める元素の吸収線の強度（等価幅）を測定します。一方、恒星の大気モデルを作るために、有効温度、重力加速度、金属欠乏度を決める必要

があります。有効温度は、色指数から決めることが良く行われています。重力加速度はいくつかの決め方がありますが、私が金属欠乏星に対して用いている方法では、有効温度と恒星の距離と実視等級から求めた絶対輻射等級とを座標とした HR 図上での恒星の位置を、理論の恒星進化経路と比較して、星の質量を求めます。この質量から重力加速度が計算できます。残りの変数の金属欠乏度は文献から採用したものを初期値として使います。

大気モデルができると、いよいよ先ほど測定した元素の等価幅から組成を求めることになります。原理は、観測された等価幅と計算される等価幅が一致する組成を求めるわけです。このような大気モデル作製と組成解析には、R. L. Kurucz 氏 (Smithsonian Astrophysical Observatory) により作られたプログラムを使っています。

3. どんな元素を？

金属欠乏星において調べられている元素は、作られる核合成過程や振る舞いによって、主として r 過程元素、s 過程元素、アルファ元素に分類されています。r と s 過程元素というのは、鉄と近隣の元素より重い元素が対応しており、種になる鉄などの原子核に中性子が衝突し、原子核に捕獲される過程によって作られる元素です。中性子が捕獲される時、捕獲される時間尺度が原子核のベータ崩壊する時間尺度よりずっと短い場合は r 過程と呼ばれ、逆にベータ崩壊の時間尺度より十分長い場合は s 過程と呼ばれます。つまり r は rapid, s は slow の意味です。この二つのどちらの過程で作られたかによってそれぞれ名付けられています。r 過程の起る場所はよく分かっていますが、おそらく II 型超新星によって誕生したばかりの中性子星の周りではないかと考えられています。また、s 過程は主として太陽質量の 1 から数倍の質量の星が進化した漸近巨星枝 (AGB) 星の内部で起こります。一方、アルファ元素というのは、金属度の低い領域で鉄に対する組成比 [アルファ元素 / Fe] が太陽

値より大きいという観測的特徴を示す酸素からチタンまでの偶数の原子番号を持つ元素のことを便宜的に指します¹⁾。例えば、酸素、マグネシウム、硫黄、カルシウムなどはアルファ元素であり、[Fe/H] < -1 における金属欠乏星で、[アルファ元素 / Fe] が太陽値より系統的に 2-3 倍大きい、あるいは金属度が減少するとともに増加するという傾向などを示します。アルファという名前がつけられた理由は、おそらく、元素の質量数がアルファ粒子 (質量数 4 のヘリウム原子核) の整数倍であること、また恒星内部核反応でできるときアルファ粒子が関係していることが多いこと、などが考えられます。しかし、“アルファ過程”というような単一の合成過程でできるわけではありません。一般にアルファ元素は、II 型超新星となって最後を迎えるような寿命の短い重たい星の内部核反応や II 型超新星爆発の時に主として作られると考えられますが、一方鉄は寿命のより長い比較的軽めの星がかかわる Ia 型超新星爆発の時に主に作られると考えられています。それゆえ、銀河系形成初期にはまず II 型超新星が Ia 型より先に発生し、鉄より多いアルファ元素を作るので [アルファ元素 / Fe] が太陽値より大きくなります。やがて 10 億年くらい経過すると、8 倍以下の太陽質量の星が Ia 型超新星となって鉄の主たる供給源になります。この時期は [Fe/H] = -1 くらいの金属度に対応します。したがってこれ以降は Ia 型超新星による鉄の生成が続くため、[Fe/H] が増加するとともに [アルファ元素 / Fe] が徐々に減少することになります。

このように、r, s 過程元素、アルファ元素、それぞれ作られ方に特徴があるので、各元素の組成の振る舞いを調べて銀河系化学進化や構造形成進化の解明の糸口を得ようとしています。

4. 実例は？

私が代表者となってこれまで岡山天体物理観測所 (OAO) の 188 cm 望遠鏡と HIDES を用いて行って

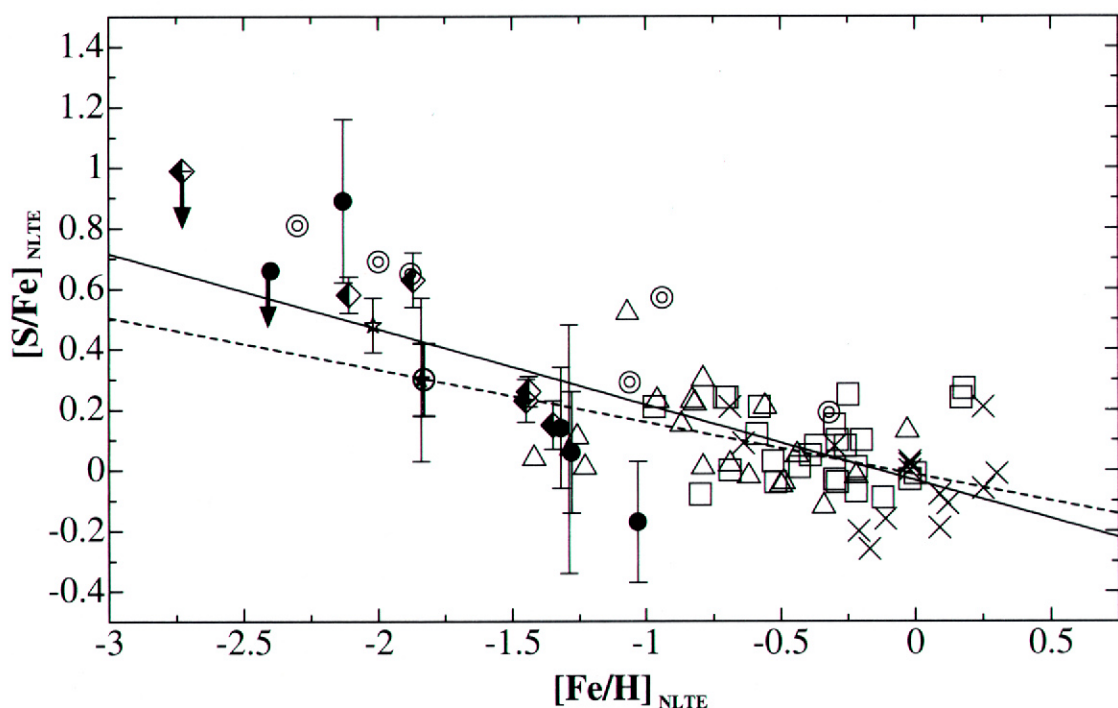


図1. $[S/Fe]$ (硫黄と鉄の組成比) の $[Fe/H]$ に対する非局所熱平衡 (NLTE) 組成の振る舞いの様子³⁾. データの記号により我々のデータや文献から採用したデータを区別していますが, 詳細は省略します. 全体のデータの分布に注目して下さい. 実線は我々の標本星と Israelian & Rebolo⁴⁾の標本星を用いて決めた増加傾向を示します.

来た金属欠乏星の分光学的観測研究の例を述べます. 金属欠乏星の研究をしようと, 恒星分光屋の仲間と数年ほど前から OAO で観測を開始しました. HIDES が完成して共同観測に運用され始めた 2001 年から本格的に行って来ました. 2001 年から参加している (していた) メンバーは, 私の他に, 定金晃三 (大阪教育大), 竹田洋一 (駒沢大), 本田敏志 (国立天文台), 佐藤 静, 長田恭一, 斎藤雄二 (東海大) の各氏ですが, HIDES 開発グループの泉浦秀行, 増田盛治 (国立天文台) 両氏も初期観測に参加して貰い, 今でもいろいろと観測ではお世話になっています.

私たちの観測の目的は, HIDES の高分散分光データに基づき金属度が $-3 < [Fe/H] < 0$ の領域でのアルファ元素組成の振る舞いを調べることで,

特に今調べている元素は硫黄 (S) です. これまで調べられたアルファ元素の鉄に対する比 $[アルファ元素/Fe]$ は, 酸素と硫黄以外の元素では金属度が約 -1 以下の銀河系形成のより初期に対応する領域において, 金属度に対してほぼ一定 ($+0.3-0.5$ dex) になり, 金属度が約 -1 から 0 に増加する領域では前節で述べたようにある傾きで減少して太陽と同じ値 (つまり 0) に向かうような振る舞いをすることが観測されています. ところが, 酸素の場合, 特に金属度が約 -1 以下における振る舞いについてこの数年激しい論争がありました. つまり金属度の減少に対して一定になるか, 増加するかが論争されるのです. しかし, ごく最近になり金属度約 -1 から -2 では一定になるが, -2 以下では増加するという折衷的な観測結果が出てきています²⁾. この

結果がどうやら本当らしいのですが、確証するにはもっと多くの星で -2 から -4 までの領域の振る舞いを調べる必要があります。

一方、硫黄については組成解析に使える吸収線が $8,700\text{ \AA}$ や $9,230\text{ \AA}$ 辺りの近赤外線領域にしか無く、CCD観測が難しいため最近まで金属度 -1.5 以下の組成の振る舞いがまったく調べられていませんでした。私たちはOAO 188 cm望遠鏡と10 m ケック望遠鏡で得られた観測データなどを基に、金属度 0 から -3 の領域で $[\text{S}/\text{Fe}]$ はある傾きを持って増加するという結論を2002年に発表しました³⁾。

図1に結論の基になった観測結果を示しました。金属度 -1.5 以下の硫黄組成の振る舞いの世界初の研究発表は、2001年のIsraelian & Rebolo⁴⁾に先を越されてしまい、我々の発表は2番目でしたが、私たちの結果は彼らの標本星数の約2倍の星の結果に基づいたもので、彼らの結果より信頼できていると思っています。

ところがごく最近 Nissen et al.⁵⁾により、 -1.5 から -3 の領域では $[\text{S}/\text{Fe}]$ は $+0.35$ の一定になる傾向を示すことが報告されました。我々やIsraelianらの

結果は正しくないというわけです。酸素と同じく、一定か、増加かという論争が始まりました。我々としてはNissenらの結果が本当に正しいのかどうかを、別の観測データで検証し、論争に決着をつけなければなりません。そこで私たちはOAO HIDESで、Nissenたちがヨーロッパ南天文台(ESO)の8 m VLTに取りつけたエシェル分光器UVESで観測したのと同じ $9,230\text{ \AA}$ 付近の硫黄の吸収線を、いろいろな金属度を持つ星で観測しました。観測例を図2に示しました。お分かりのように、この図にある吸収線はほとんど地球大気の水蒸気のもので、星の硫黄の吸収線は、まさにこの水蒸気の森の中に2-3本見えるものです。この図の星は運良く硫黄の吸収線が見えてますが、観測時期や星の視線速度などの関係で、運が悪いと、水蒸気の森の中に埋没して見えなくなります。これまで観測したデータの解析を現在行っているところです。増加なのか一定なのかは、まだはっきりと言えません。もっと多くの星を観測してみないといけません。

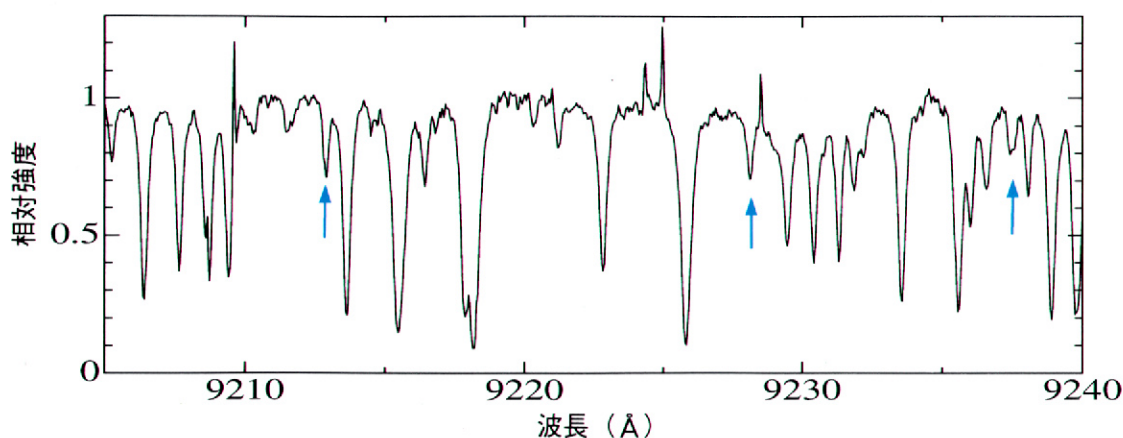


図2. HIDESで観測されたHD201891のスペクトルの一部。矢印の吸収線が中性硫黄原子S Iによるものであるが、そのほかはほとんど地球大気の水蒸気によるものである。



5. これからは？

これまでは硫黄を解析してきましたが、今後は酸素 (O) のデータ解析も硫黄と並行させて行っていこうと思っています。実は硫黄と酸素は、星間物質のダストに対する吸着性が他のアルファ元素よりずっと低いという類似性を示します。したがって、それぞれの振る舞いを調べることはお互いの振る舞いを確認することにつながります。もし $[\text{Fe}/\text{H}]$ が -2 より小さくなるにつれて $[\text{O}/\text{Fe}]$ と $[\text{S}/\text{Fe}]$ がともに増加するという傾向を示すことが正しいとなると、銀河系のごく初期の化学進化の説明には、II 型超新星ばかりでなく極超新星 (hypernova)⁶⁾ なども考慮に入れる必要が出てくることになるかもしれません。

ここではアルファ元素の解析例を取り上げましたが、r, s 過程元素に関する研究も HIDES で行えます。様々なテーマがあるでしょうが、例えば r 過程元素のトリウムを持つ星の探索などを行って、もし見つければ、星と銀河系、さらには宇宙の年代学が可能です。

これから先、OAO の 188 cm の中口径望遠鏡と HIDES によるデータで、ESO の 8 m VLT などの大望遠鏡に負けない結果を是非出したいと思っています。

謝 辞

第 1 世代星の進化に関して、藤本正行さん (北大) からコメントをいただきました。感謝致します。

参 考 文 献

- 1) McWilliam A., 1997, ARAA 35, 503
- 2) Nissen P. E., 2002, A&A 390, 235
- 3) Takada-Hidai M., et al., 2002, ApJ 573, 614
- 4) Israelian G., Rebolo R., 2001, ApJ 557, L43
- 5) Nissen., et al., 2002, astro-ph/0207163
- 6) Nomoto K., et al., 2001, in Supernovae and Gamma Ray Bursts ed., M Livio., N Pagania., K Sahn., (Cambridge: Cambridge Univ. Press), p.144

An Introduction to Chemical Evolution of the Galaxy based on the Metal-Poor Stars

Masahide TAKADA-HIDAI

Liberal Arts Education Center, Tokai University,
1117 Kitakaname, Hiratsuka, Kanagawa 259-1292

Abstract: Studies of chemical evolution and formation of the Galaxy have been carried out based on spectroscopic observations of metal-poor stars. In recent years, much fainter, extremely metal-poor stars have been observed with 8-10 m class telescopes, while the observations of rather bright and moderately metal-poor stars are also important. An introductory explanation is given about the studies of the chemical evolution of the Galaxy using OAO 188 cm + HIDES.