Discovery of Early Generation s-process-rich Star and the Nucleosynthesis

岩本信之[1](総研大、国立天文台)、梶野敏貴、青木和光 (国立天文台)、
G. J. Mathews (Notre Dame 大)、藤本正行 (北大理)

1 Evolution of AGB stars and s-process

低中質量星は中心でヘリウム燃焼によりヘリウムを枯渇した後、再び赤色巨星分枝に沿って明るさを増していく。この段階に位置する天体を漸近巨星分枝 (AGB) 星と呼び、中心部に電子の縮退した酸素/炭素からなる中心核、その周りにヘリウム層、さらにその周りには水素/ヘリウムからなる外層 (その大部分は対流層である) という構造をしている。この進化段階には 2 つの燃焼殻からのエネルギー供給があり、その一方のヘリウム燃焼殻は熱的に不安定であるため、周期的に暴走する (熱パルス (thermal pulse); Fig 1b)。熱パルスが発生するとヘリウム層中では対流殻が発達し (Fig. 1a)、その内部で様々な反応によって生じた元素 (炭素、s 過程元素など) をヘリウム層中に分布させる。そして、放出された膨大なエネルギーによりヘリウム層が膨張すると、その上部が冷やされ、水素燃焼が止まる。その結果、対流外層がヘリウム層へ侵入することが可能となり、ヘリウム層内に閉じ込められていた元素は表面まで運ばれる。この現象は *third dredge-up* と呼ばれている (Fig. 1a)。Fig. 1a は熱パルスに伴うヘリウム層とその上部の変化を例示している。熱パルスのピーク時から 120 年ほど経った後に third dredge-up が起きている。Fig. 1b では熱パルスに伴うそれぞれの燃焼殻からつくり出される光度と表面光度 (L_{ph}) が示されている。ピーク時にヘリウム燃焼からつくり出される光度は表面光度に比べて 10^4 倍近く大きくなっている。

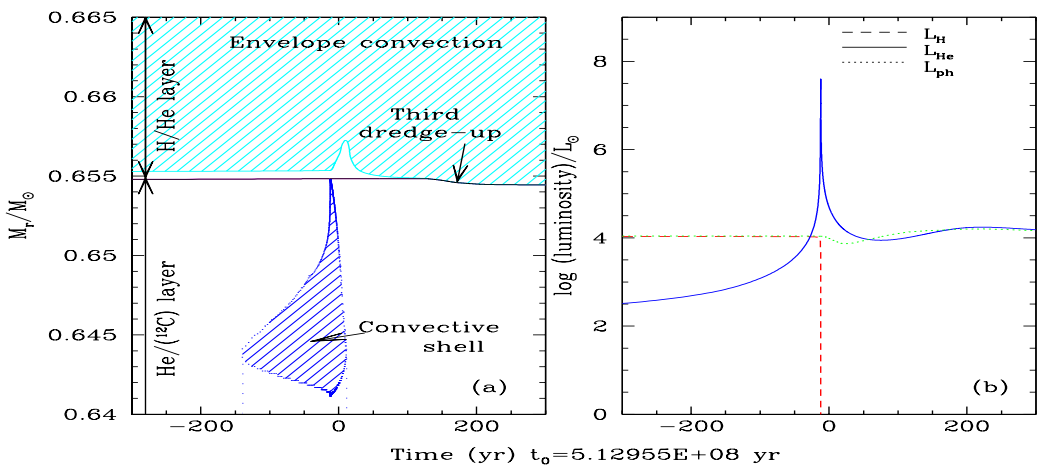

Figure 1: 恒星進化モデル ([Fe/H]= 0) による熱パルスの時間進化。(a) 水素/ヘリウム境界、及びヘリウム層における時間進化。斜線部分は対流による物質の混合が起きている領域を表している。(b) 水素 (破線)、ヘリウム (実線) 燃焼殻からの寄与による光度と表面光度 (点線) が示されている。

AGB 星での s 過程元素合成は中質量星で行われていると考えられてきた。その理由は水素燃焼によりヘリウム層に残される ^{13}C 量では観測されている s 過程元素に富んだ天体を説明することは不可能であると考えられてきたためである。これに対して、^{22}Ne(α,n)^{25}Mg という反応は ^{14}N をもとにしているので、中性子を十分に供給できると考えられていた。それゆえに、後者を中性子供給反応であるとみなしてきた。しかしながら、1980 年代後半からの銀河系やマゼラン雲における観測から s 過程元素に富んだ恒星の多くは低質量星であると考えられるようになった。その主な理由はその恒星の光度が低いということと、表面で観測される Mg の同位体比が太陽のものとほとんど変わらないという点が挙げられている。したがって、観測された s 過程元素に富む天体の多くは ^{22}Ne(α,n)^{25}Mg 以外の反応によって中性子が供給されていると考えられるようになった。現在では、その反応は ^{13}C(α,n)^{16}O であろうと推測されている。しかし、ヘリウム層中に残される ^{13}C だけでは観測を説明することは困難であるために、恒星進化モデルにおいては、混合過程は定かではないが、水素外層からヘリウム層への水素の輸送が起こると仮定して、^{13}C に富んだ層 (^{13}C *pocket* と呼ばれている) をヘリウム層の上部につくることによって、この問題を回避している。また、このような層を導入することによって観測されている恒星毎の s 過程

[1]Present address: 東大附属原子核科学研究センター (CNS)

元素の広がりを説明することに成功している。この ^{13}C は 3α 反応によって合成された ^{12}C と水素が結び付くことによって合成されるので、[Fe/H] 依存性がない。しかし、s 過程元素合成の種核 (seed) は鉄であるので、[Fe/H] が小さくなるほど少なくなる。つまり、種核に対する中性子の数が大きくなるのでより重い核が合成され易くなる。したがって、金属欠乏 AGB 星では鉛過剰な表面組成を持っていると考えられてきた。

2 Comparison between observations and parametric models

これまでの観測では金属量 [Fe/H]$= -2 \sim 0$ の範囲にある天体について調べられてきた。最近の金属欠乏星のサーベイによりいくつかの s 過程元素に富んだ天体が観測されるようになった。Aoki et al. (2000, 2001) は 2 つの金属欠乏星 LP625-44、LP706-7 ([Fe/H]~ -2.7) を詳細に解析した結果、そのスペクトル中に Pb I λ4058 line を発見した。これによりマジック数にあたる元素 (Sr-Zr、Ba、そして Pb) のピークが全て揃ったことになる。これはこれまで考えられてきた理論的な予想への強い制限を課すものと期待された。この解析から両星に対して Ba/Sr$\sim$ 10、Pb/Ba$\sim$ 1 という結果が得られた。理論モデルでは鉛の過剰生成 (Pb/Ba$>$ 100、Ba/Sr$\sim$ 1) が予想されていたために、理論モデルに何らかの欠陥があることがこの観測から推測された。しかしながら、Ryan et al. (2000) は ^{13}C pocket 中の ^{13}C 量を 1/24 にすることによって鉛の過剰生成を回避できることを示していた。

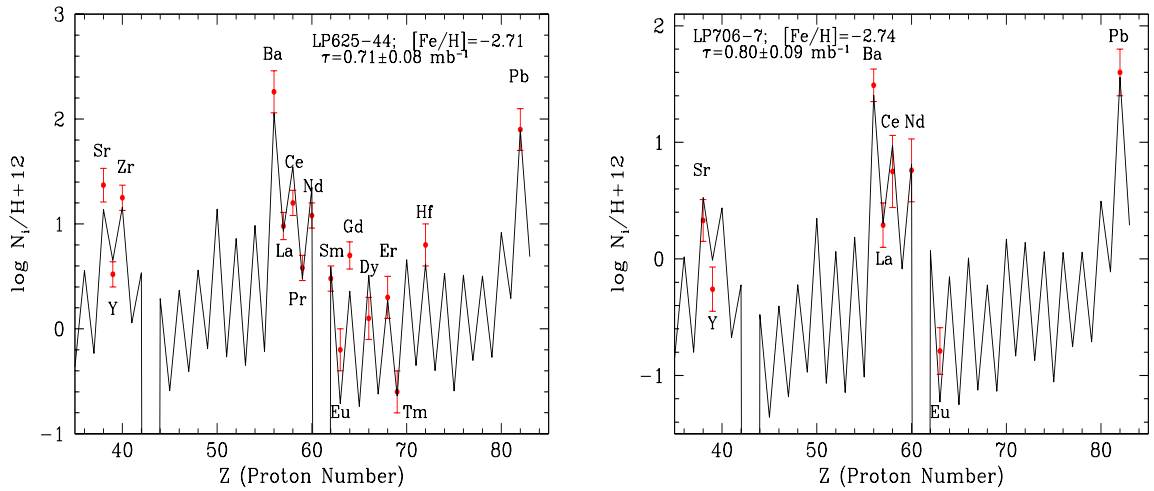

Figure 2: 金属欠乏星で観測された化学組成分布と理論モデルとの対比。横軸は陽子数、縦軸は存在量を表している。実線は理論モデルによる χ^2 フィットの結果を示している。LP625-44(左図) と LP706-7(右図) の両星は Ba/Pb$\sim$ 1、Ba/Sr$\sim$ 10 という組成比を持っている。

我々はまず恒星進化モデルによらない parametric model を用いて、金属欠乏星での s 過程元素の合成環境について調べた。初期存在量は太陽組成 $N_{\odot,i}$ を [Fe/H]~ -2.7 に合うようにスケールダウンし、特に、鉄グループよりも重い元素についてはさらに r 過程による fraction をかけたものを採用した。これは銀河初期には s 過程による寄与はほとんど無いと考えられているからであり、妥当な仮定である。Fig. 2 は両星へのベストフィットの結果を表している。採用したパラメーター値は overlap factor $r = 0.1$, 温度 $T_9 = 0.1$、中性子数密度 $N_n = 10^7 \mathrm{cm}^{-3}$ である。その結果、neutron exposure はそれぞれ LP625-44 と LP706-7 に対して $\tau = 0.71 \pm 0.08$、0.80 ± 0.09 mb^{-1} であった。Neutron exposure τ は $\tau = \int_0^{\Delta t} N_n v_T dt \simeq \Delta t N_n v_T$ と定義されており、v_T は平均熱速度、Δt は中性子照射時間である。組成分布を再現できる環境は存在するが、neutron exposure は太陽程度の金属量 ([Fe/H]≈ 0) の天体と比べてかなり大きくなっていた。この原因の一つは overlap factor が恒星進化モデルからの予想 ($0.4 \lesssim r \lesssim 1$; e.g., Gallino et al. 1998) と比べて非常に小さいことにあると考えられる。この factor は前の exposure を受けた物質が次の exposure を受けることのできる割合を表している。したがって、r が小さいと次の exposure はほとんど受けられないということになる。これは third dredge-up が金属欠乏星では非常に深いか、または熱パルスの回数に比べて s 過程が起こる回数が少ないことを示唆している可能性がある。

Fig. 3 は Pb/Ba と Ba/Sr 比の neutron exposure 依存性を示している。実線がモデル計算、破線が LP625-44 での観測値であり、その周りの平行な線が誤差を表している。比較的観測され易い Ba/Sr 比だけでは exposure を $0.6 \lesssim \tau \lesssim 1$ という広い範囲にしか制限することができないが、Pb の観測により更に制限をつけることができて、exposure が $0.6 \lesssim \tau \lesssim 0.75$ の範囲ならば観測される分布を再現すること

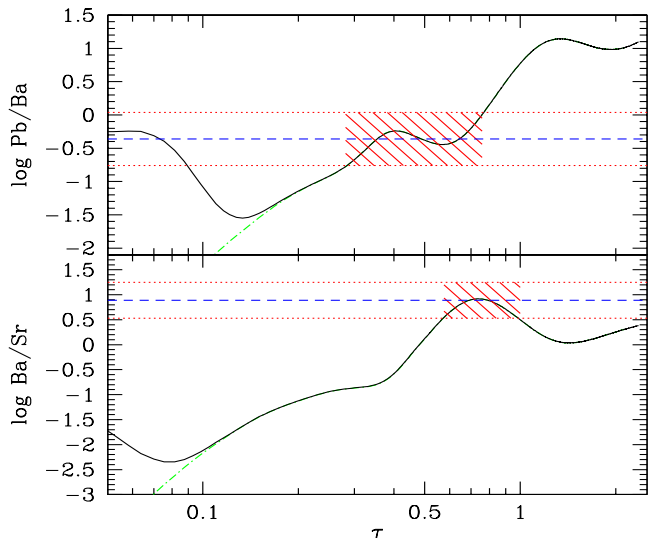

Figure 3: Pb/Ba(上図)、Ba/Sr(下図) 比の neutron exposure 依存性。実線が理論モデルからの結果、破線が LP625-44 での観測値、その周りの点線は誤差を表している。斜線は理論モデルから許容されるそれぞれの範囲を示している。一点鎖線は鉄グループより重い核の初期存在量をゼロにした場合を表している。

が可能である。一点鎖線は初期組成として鉄グループよりも重い元素が存在していなかったと仮定した場合の分布である。大きな exposure が存在する環境では鉄グループやそれよりも軽い元素での中性子捕獲が重要になるが、$\tau \lesssim 0.1$ では恒星の形成時に保持していた r 過程元素が局所的に中性子捕獲を行なってできた分布であることを表している。

3 New mechanism for s-process

Parametric model を利用して金属欠乏星へのフィットを試みた結果、高い neutron exposure が必要であることが分かった。これによりたった 1 回の中性子の照射で鉛以外の元素について漸近的な分布が得られた。そして、さらに数回の照射で鉛も漸近的な分布に達した。これまでの s 過程元素合成のシナリオでは鉛が過剰になり易く、これを回避するために ^{13}C pocket での ^{13}C の存在量を小さくしなければならなかった。しかしながら、金属欠乏星ではどうして ^{13}C の存在量が小さくなっているのかという疑問には答えられていなかった。最近、金属欠乏星での熱パルスの進化が金属過剰星とは異なっていることが指摘された (Fujimoto et al. 2000)。金属過剰星では熱パルスによりヘリウム層内に発生した対流殻は水素に富んだ外層の方へ広がるが、接触はしなかった (Fig. 1)。しかし、金属欠乏星ではヘリウム層と外層との間のエントロピー差が小さいためにほんの数回ではあるが、接触が可能となる。そのため、対流殻が外層へと広がることにより直接水素をヘリウム層内に取り込むことができる。これは ^{13}C pocket を介さずに ^{13}C を供給源とした s 過程を可能にする。また、恒星進化のモデル計算によると、この現象が起きる質量と [Fe/H] は狭い範囲に限られている。したがって、この過程によりどのような s 過程元素分布が実現されるのかを調べること、及び金属欠乏星の進化を再度考え直すことは非常に重要であり、今後の課題である (Iwamoto et al. 2001)。

References

Aoki, W., Norris, J. E., Ryan, S. G., Beers, T. C. & Ando, H. 2000, ApJ, 536, L97

Aoki, W., Norris, J. E., Ryan, S. G., Beers, T. C., Ando, H., Iwamoto, N., Kajino, T. & Mathews, G. J. 2001, to be submitted to ApJ

Fujimoto, M. Y., Ikeda, Y. & Iben, I. J. 2000, ApJ, 529, L25

Gallino, R., Arlandini, C., Busso, M., Lugaro, M., Travaglio, C., Straniero, O., Chieffi, A. & Limongi, M. 1998, ApJ, 497, 388

Iwamoto, N., Kajino, T., Mathews, G. J., Fujimoto, M. Y. & Aoki, W. 2001, to be submitted to ApJ

Ryan, S. G., Aoki, W., Blake, L. A. J., Norris, J. E., Beers, T. C., Gallino, R., Busso, M. & Ando, H. 2000, astro-ph/0008423