

# 星の進化 — 銀河、銀河系の 星形成史探査手段として

藤本正行（北大理）

## I. 今なぜ低質量星か

低質量星は光度が低く、また最後は白色矮星として消えていくので元素合成でも寄与は小さく、恒星のなかであまり目立った存在ではない。しかしながら、最大の特徴は、寿命が極めて長いことであり、質量が太陽よりも少し軽い恒星は、宇宙初期に生まれたものでも、未だに核燃焼で輝いている。これらの恒星を観測できれば、形成当時の宇宙初期の物理状態についての情報が得ることが可能である。特に、光や赤外線では到達が難しい赤色偏移の大きな時期については、低質量の恒星は宇宙形成史の有力な探査手段と考えられる。

80年代後半から90年代初期にかけて Ca II の HK 線による大規模な銀河系ハローの金属欠乏星の検索 (Beers et al. AJ 1992) が実施され、多くの超金属欠乏星が多く同定され、 $[Fe/H] < -3$  の恒星の数は 100 以上にのぼっている。これらの超金属欠乏星の組成、運動の分析から銀河系初期の化学進化、形成過程を探ろうとする研究が盛んになってきている。この試みの成否は、対象である低質量星の素性の理解にかかっている。

もう一つの対象は  $10^5 \sim 10^6$  個の低質量星 (質量  $0.8 M_\odot$  以下) が密集している球状星団である。これらの恒星は金属量が小さく ( $[Fe/H] = -2.5 \sim -0.5$ )、銀河系で最も古い天体として、恒星進化の理論から求められるその年齢は、宇宙年齢の下限とされる現代宇宙論の基礎の一つとされている。これまでの年齢評価や星団の進化の研究では、恒星は星団の中の環境と切り離されて扱われてきた。しかし、近年、ミリ秒パルサーの頻出や動径方向の色分布など稠密に分布する環境の恒星との相互作用が進化に与える影響の重要性を示唆する観測事実が累積してきている。他にも、球状星団は銀河の構造・進化の研究で、恒星系の色・種族合成のテンプレートを提供し、また、銀河系・銀河の形成過程を解明する手がかりとなると期待されている。したがって、この環境効果を適切に考慮して球状星団における恒星と星団の進化を再検討する必要がある。

以下、低質量星の進化の特性を明らかにし、まず、ハローの超低質量星の組成分析への適用、宇宙の第一世代の恒星である種族 III 星の探査について締結をみる。球状星団については、特に、表面組成の異常の分析を通して恒星進化への環境効果やその星団の進化への効果について議論する。

## II. 低質量星の進化の特質

恒星の構造・進化はガス球の重力熱力学的な性質によって規定される。力学的な平衡条件からガス球の中心の圧力と密度はその質量および半径と

$$\frac{P_c}{\rho_c} = (\xi_1/\varphi_1) GM/R \quad (\text{ポリトロピック指数 } N = 3 \text{ の場合 } \varphi_1/\xi_1 = 1.17)$$
$$\rho_c = (\xi_1^3 / 4\pi\varphi_1) GM / R^3 \sim T_c^3 / M^2$$

で関係づけられている。最後の関係は理想気体の状態方程式を仮定した場合であるが、この時、Virial 定理からガス球の比熱が負になっているので、ガス球は、恒星はエネルギーを失いながら中心温度が増加していくことになる。上式から、低質量の恒星ほど温度の割に密度が大きく、進化の早い段階 (低密度) で、中心部から電子縮退が起きる。電子縮退の下では、圧力の温度依存性が弱くなり、核反応に点火すると暴走を引き起こす。太陽質量以下の恒星では、ヘリウム燃焼の段階でこのフラッシュが起ることになる。

また、低質量星は半径の割に光度が低いため、表面温度が低く、表面対流層が発達している。この対

流のため、内部で物質混合が起き、核反応生成物が表面に輸送され、表面組成の特異な恒星が形成されることになる。これまで、種族IやIIの若い種族の低・中質量の恒星では、漸近巨星分枝の水素とヘリウムの2重殻燃焼の段階で、ヘリウム殻燃焼の不安定によるフラッシュが十分に成長すると、Third dredge-up が起き、ヘリウム燃焼で生成される炭素とs-過程元素が表面に運ばれ、炭素星やS型星になる。

これに対して、低金属量星の恒星の場合は、水素燃焼殻のエントロピーが低いため、進化の早い段階で物質混合が起きることになる。図1は、初期質量、初期金属量の関数として、低・中質量星の後期進化の結果を示したものである。低質量 ( $< 1 M_{\odot}$ ) 超金属欠乏 ( $[Fe/H] < -4.5$ ) の恒星は、中心核でヘリウムに最初に点火した段階で、ヘリウムフラッシュ中に発生する対流層が水素層に到達する。混入した水素の燃焼のため、対流層が2つに分裂し、上部の水素燃焼による対流層に占められた層は、フラッシュが収まつた後大きく膨張し、表面対流によって dredge-up される。この結果、 $3\alpha$ 反応、陽子捕獲反応の核反応生成物が表面に運ばれ、窒素に富んだ炭素星になる。質量がやや大きく ( $< 3.5 M_{\odot}$ ) あるいは金属量がやや多い ( $[Fe/H] < -2.5$ ) 恒星は、漸近巨星分枝で最初にヘリウム殻燃焼のフラッシュが起こった段階で、ヘリウム対流層への水素混合が起き、窒素に富んだ炭素星になる。これらの場合は、若い種族の Third dredge-up と比べると、中心核が小さいため、対流層の質量が大きく、1回の dredge-up で表面の炭素の組成は大きく増加し、 $[C/H] \sim 0$  程度になり、 $[C/Fe] > 2$  にも達するのが特徴である。

### III. 銀河系ハローの金属欠乏星

ハローの超金属欠乏星の精密分光観測からは、さまざまな元素組成の特徴的な傾向が議論されている。特に中性子捕獲元素については、超金属欠乏星での大きな変動が見出され、形成過程と初期の超新星爆発との関連が注目されている。しかし、中性子捕獲による元素合成は超新星爆発時のr-過程だけでなく、中低質量星のヘリウム殻燃焼の段階でも起きるs-過程もある。したがって、観測結果から超新星爆発に関する情報を引き出すためには、それぞれの過程の寄与を分離し、特に、s-過程については恒星の進化の過程での合成についても考慮する必要がある。

超金属欠乏星の特徴は、炭素星の割合が若い種族の星に比べて多いことである。Rossi et al. (Third Stromlo Symposium 1998) によると、炭素星の割合は観測した星の25%に達し、種族IIの炭素星CH

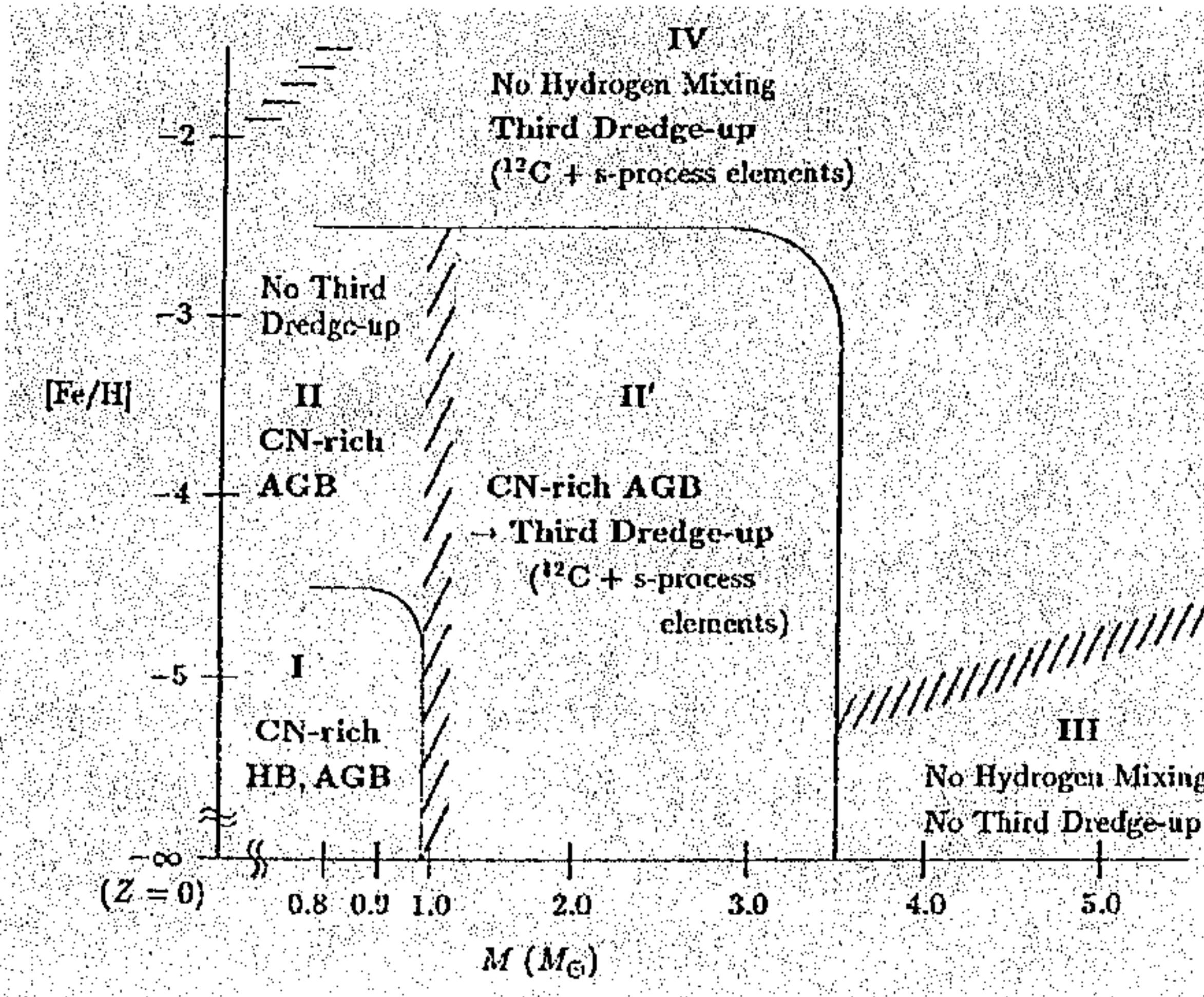


図1 中低質量星の後期進化。横軸は初期の質量、縦軸は初期の金属量 (Fujimoto et al. ApJL 2000)

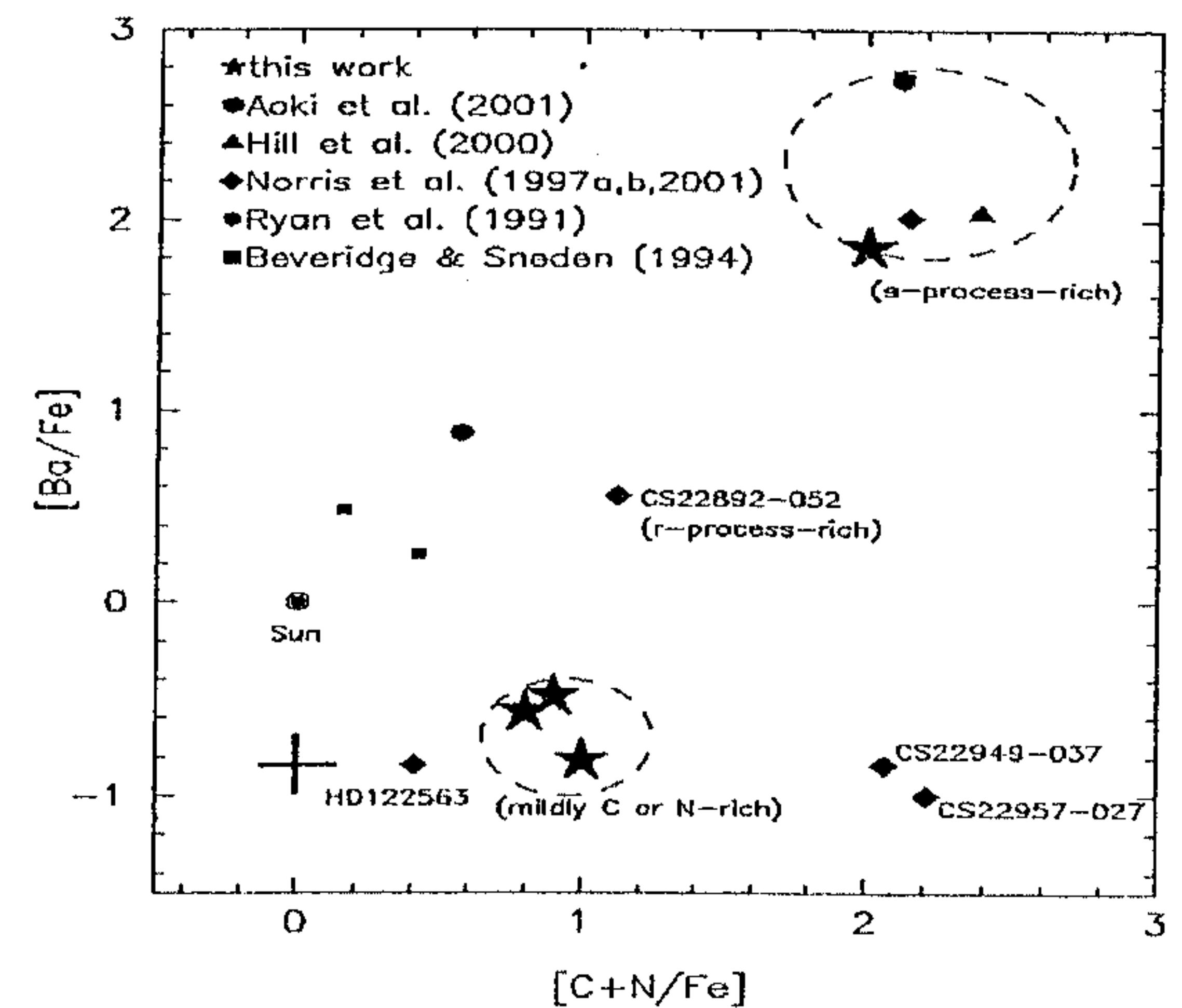


図2. 超金属欠乏星  $[Fe/H] < -2.5$  の炭素窒素と Ba の組成比 (Aoki et al. ApJ 2002)

星（たかだか数%）に比して大きい。これらの炭素星は殆ど近接連星系でAGB星からの質量交換によって表面汚染されたものであるが、このためには連星のロシュ半径がAGB段階の恒星半径よりも大きくなければならない。超金属欠乏星の場合に割合が多いのは、図1に示したように進化の早い段階すなわち半径が小さい段階で炭素星になるため、軌道半径が小さな連星でも炭素星に進化することが可能なためである。また、これらの炭素星は窒素過多であり、また、 $[C/Fe] > 2$ と大きな炭素過多を示すが多く、理論的な予測とあっている。

超親族欠乏星はs-過程に関しても、種族IやIIの若い種族とは違いが見られる。後者の場合、中性子源はAGBでヘリウム殻フラッシュの段階で、dredge-up直後に中心核上部に混入した水素が炭素と反応して $^{13}\text{C}$ でき、inter-pulseの間に輻射層で $^{13}\text{C}(\alpha, n)^{16}\text{O}$ の反応をし供給されると考えられている。この場合、金属量の小さい恒星では、金属量に反比例して、種となる原子核Fe一個あたり中性子数が大きくなるため、より重い元素が生成されることになる。事実、Van Eck et al. (nature 2001) は種族II星( $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.45, -1.7, -1.67$ )について、 $\text{Pb}/\text{Ba} > 100$ と太陽の組成比よりも大きい値を見出している。これに対し、Aoki et al. (ApJ 2001) は、超金属欠乏星( $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.71, -2.74$ )についてはほぼ $\text{Pb}/\text{Ba} = 1$ の小さな値を得ている。これは中性子源となる反応が異なることを示唆している。上の図1からわかるように、 $[\text{Fe}/\text{H}] < -2.5$ では、ヘリウム対流層に水素の混入が起る。このとき混入した水素は、ヘリウム対流層で希釈されるため、種となるFeあたりの中性子数が減少することになる。Iwamoto et al. (in preparation 2002) は $[\text{Fe}/\text{H}] = -2.7, 2\text{M}_\odot$ の恒星の進化を計算し、水素混入がおき、その結果、Aoki et al. (2001) によって観測された中性子捕獲元素の組成が再現できることを示した。

図2は、これまでの超金属欠乏星の観測を炭素と窒素の合計(C+N)とBaの組成のグラフ上で整理したものである(Aoki et al. ApJ 2002)。炭素は太陽組成比と同じものから2桁以上の増強したものまで、Baについては、太陽の組成比の10分の1から100倍以上にわたっている。これらの恒星は主系列星等進化していない恒星を含んでおり、近接連星で炭素星に進化したAGB星から質量降着によるものと考えられ、C+Nの増強の幅は降着時の希釈によると考えられる。一方、C+Nは大きいにもかかわらず、Baなどのs-過程元素が増えていないものは、図1のcase IIの低質量の超金属欠乏星で炭素過多になったあとThird dredge-upが起きないためと考えられる。

これらに対して、 $[\text{C}+\text{N}/\text{Fe}]$ の小さいものは進化の過程でのs-過程による汚染を免れていると考えられる。すばるのHDSチームは、これら形成後のs-過程の影響を受けていないと考えられる超金属欠乏星を選んで観測している(Honda PhD thesis 2002)。すべてほぼ太陽と同じr-過程元素と同じEu/Ba比を示すにも拘わらず、EuおよびBaの組成は大きな(3桁近い)分散を示す。これらの変動の幅は、金属量の減少とともに増大し、 $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -3$ でもっとも大きくなる。原始ガス雲で第一世代の超新星が爆発したとき、衝撃波によってはき集められたshellで形成される第2世代の恒星の場合、超新星爆発から放出された核生成物の混合によって、平均的に、超金属欠乏星と同程度の金属量を持つことになる(Machida et al. 2002)。

この場合、r-過程元素の組成の違いは、超新星爆発によってr-過程の生成量が変動するのか、あるいは、混合の割合が異なるという2つの可能性がありうる。また、観測数は少ないが、さらに金属量の小さい $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -4$ 近いものでは、Baの増強を示すものは観測されていない。これは、超新星爆発を引き金とするものとは異なる星形成過程の関与を示唆しているのかもしれない。これらの超金属欠乏星による宇宙の初期進化の解明は、すばる等の8-10m級の大型望遠鏡による課題である。

#### IV. 球状星団における組成異常と恒星間相互作用

球状星団は、低質量の恒星が稠密に分布する古い天体であるが、近年の観測から、この環境の下での恒星同士の相互作用が恒星進化にあたえる影響の重要性が示唆されている。その典型はBlue stragglers(BS)である。球状星団のHR図上に、Turn-offの星よりも2~3等程度まで明るい主系列上に恒星が位置している。これらのBSはTurn-offの恒星よりも重く(質量で2倍位まで)寿命が短いので、星団内での星同士の衝突合体、連星系での融合によって形成されたと考えられている。HSTによって星

団中心部の恒星が分解できるようなり、既知のBSの数は増加、M80の場合は300個以上が確認されている (Ferraro et al. ApJL 1999)。BSは恒星同士の融合、合体で質量がTurn-off星より大きくなつたものであるが、質量の小さい恒星同士の場合、質量はTurn-off星以下であり、したがつて、暗い。これらの低質量の融合・合体星は、恒星の質量関数からいうと、BSよりもずっと多いと考えられるが、しかし、主系列の中に埋もれることになり、その同定は難しい。

もう一つは、表面組成の異常である。球状星団の赤色巨星の間ではFeなどの重元素は一定の組成を示すにもかかわらず、赤色巨星が、星ごとに、炭素、窒素、酸素などの表面組成に大きな変動を示すことはつとに1970年代から知られていた。その後、NaやAl、Mgについても星ごとの大きな変動が観測されている。

この組成異常は、1) 陽子捕獲反応によるもので、2) 恒星ごとの大きな変動にも拘わらず、C+N+OとかMg+Alの総和は一定であり、また、3) 赤色巨星分枝に沿つて進化するにつれて進行することが観測されている。これらの事実は、恒星が組成異常のあるガス雲から生まれた結果とする *primordial* 仮説よりも、組成異常が巨星の内部で創られたとする *evolutionary* 仮説を支持している。しかし、現行の恒星の内部構造・進化の理論では、説明できない。水素燃焼殻と表面対流層の間には輻射層があるため、この表面組成異常を実現するためには、この輻射層を越えて核反応生成物を表面へ輸送するための、標準理論にはないextraな物質輸送機構 = *deep mixing mechanism* が必要であり、回転に伴う子午線還流や微分回転の流体的な不安定性による乱流混合が提唱してきた。組成異常の発現は4) 星団によつても異なるが、最大の特徴は、5) ハローの巨星からは観測されず、球状星団に固有の現象であるということで、このための物質混合機構も球状星団の巨星に特有のものでなければならない。

#### i) Flash-Assisted Deep Mixing Mechanism

組成異常の発現機構の議論で決定的な役割を果たしたのは、Al過剰の恒星で減少しているのは $^{24}\text{Mg}$ であり、 $^{25}\text{Mg}$ と $^{26}\text{Mg}$ は変化していないという Shetrone (AJ 1996) の発見である。標準理論による赤色巨星内の温度( $T < 5 \times 10^7 \text{ K}$ )では、 $^{25}\text{Mg}$ 、 $^{26}\text{Mg}$ は燃えるが、 $^{24}\text{Mg}$ は燃えない。したがつて、物質を混ぜるだけのそれまでのdeep mixingのモデルはすべて失格ということになった。現在の恒星内部構造の理論からは、赤色巨星の内部で $^{24}\text{Mg}$ を燃やすに必要な高温を可能とするのは殻フラッシュのみである。これまでの物質混合機構は核生成物の外向きの輸送のみを考慮してきたが、同時に水素の内向きの混合も起こるであろう。この水素混合を考慮して、Fujimoto et al. (ApJ 1999) は、図3示した水素殻フラッシュをエンジンとする混合モデルが提案した。(1)水素燃焼殻の底からヘリウム層の上部へ混入した少量の水素が、(2)フラッシュを引き起こして、高温をもたらし、(3)高温で生成された反応生成物はフラッシュの対流層に分配され、(4)フラッシュの結果深くなる表面対流層によって表面に運ばれる。

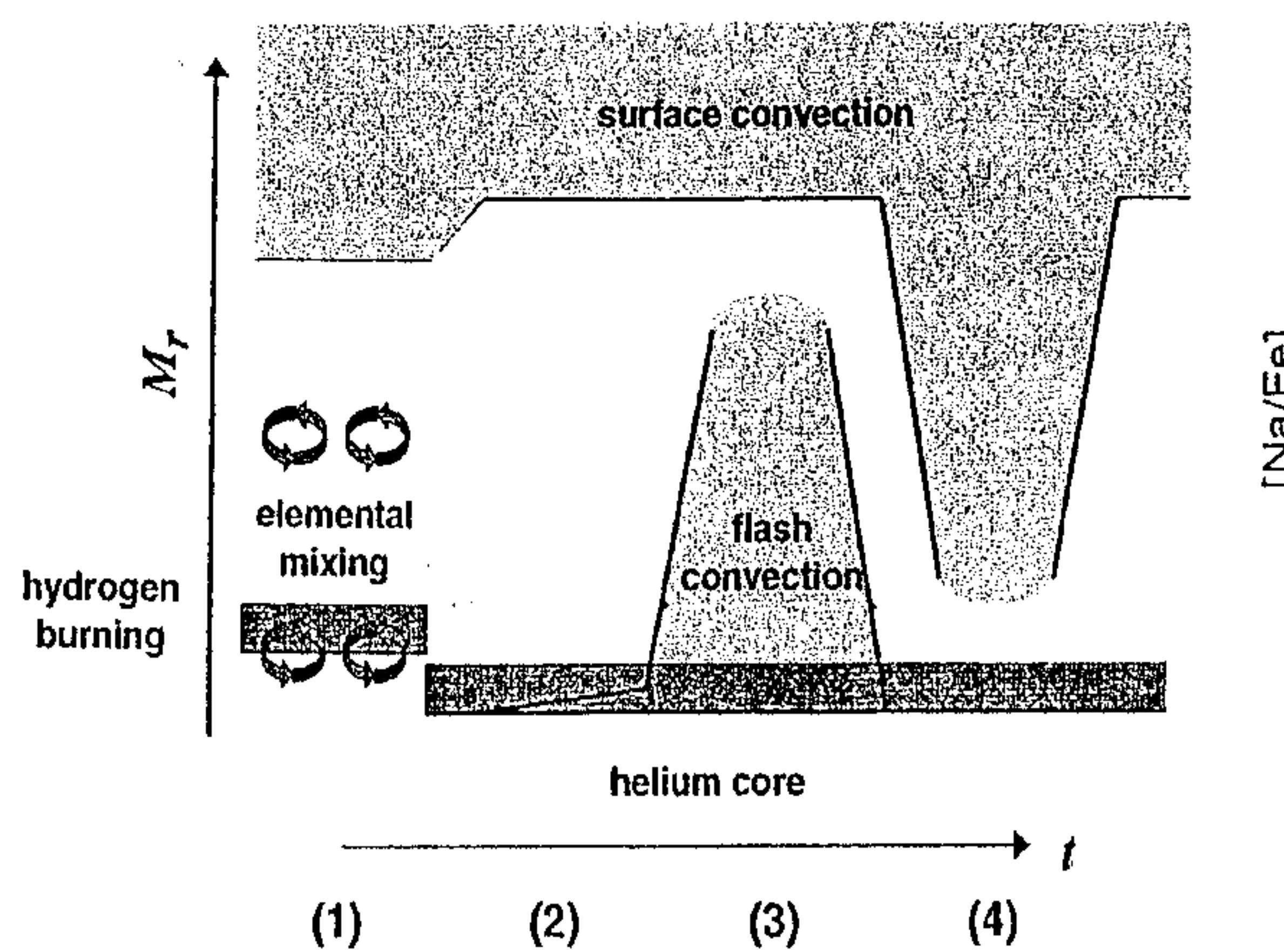


図3. 球状星団の巨星の混合機構

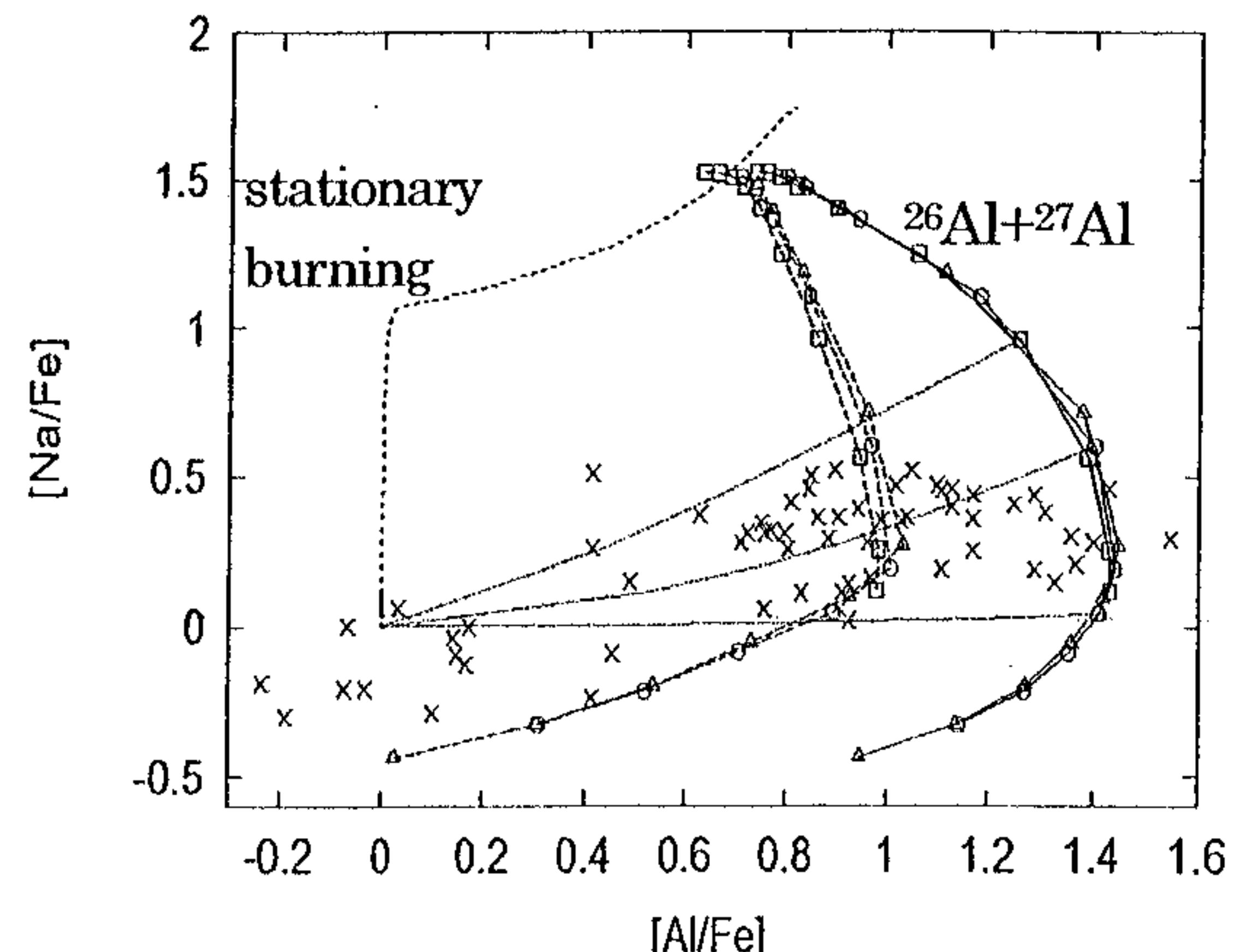


図4. フラッシュモデルによる核種合成結果

図4にフラッシュ中の核種合成の進行を追った結果を Al と Na の関係を示す。右線は殻フラッシュの強度を変えた(上から下へフラッシュの強度が増加)ときの核種合成の結果であるが、適当な強さの殻フラッシュの核生成物と表面物質の混合によって観測される組成(x印)が実現できることを示している。これに対して、準静的な水素殻燃焼の結果(左の破線)では、観測された組成を与えることはできない。

### ii) 環境効果を考慮した恒星進化と星団の進化の新たな描像

Flash-Assisted Deep Mixing Mechanism の引き金となる水素混合の機構としては、流体力学的な不安定性が想定されるが、そのためには、それを駆動する恒星の回転、角運動量が必要となる。しかし、低質量星は、主系列時代に表面対流層を持ち磁気星風によって効率的に角運動を喪失すると考えられている。したがって、ハローの巨星ではこの物質混合機構は働くかないとあろう。一方、球状星団の巨星の場合は、環境の恒星との近接遭遇によって角運動量を得ることが可能である。実際、巨星と周囲の星との2体近接遭遇の時間尺度は典型的には  $\tau_{\text{enc}} \sim 6 \times 10^8 \text{ yr}$  である。この値は巨星の寿命 ( $\sim 6 \times 10^8 \text{ yr}$ ) と比べると少し大きいが、連星との場合の共鳴、有限のサイズの効果を考えると角運動量輸送の断面積は大きくなるので、十分に起こり得ると考えられる。また、このことが、この種の組成異常が球状星団からしか観測されないことの説明になり得る。

さらに、最近の VLT の観測で、巨星と同様の Na と O, Al と Mg の組成変動と逆相関が turn-off 近くの主系列星や準巨星などからも観測されることが報告された (Gratton et al. AA 2001)。これらの恒星は電子縮退の中心核をもたないため、上で議論したモデルは働くかないとあらう。しかし、上記のモデル以外に  $^{24}\text{Mg}$  の燃焼、大幅な Al の過多を創れる核種合成機構はないので、これらの組成異常は primordial だすると新たな核種合成機構を探さなければならぬ。この点を考慮すると、これらの組成異常は球状星団で既に組成異常を発現した巨星との近接遭遇時に質量降着によって表面汚染を蒙ったとするシナリオの方が妥当であろう。1) これらの恒星は表面対流層が浅いので表面汚染には少量ガスでよく、また、2) 赤色巨星の数は少ないが、矮星はいったん汚染されると寿命が長いので、汚染された主系列星の数は、時間とともに累積して増加していくであろう。また、3) 巨星に進化すると表面対流層が深くなり、希釈されて一旦異常組成を失うので、巨星での観測とも矛盾しない。

これを表面汚染のシナリオを受け入れると、逆に、主系列の組成異常は球状星団の中の恒星の相互作用を探るの指針となる。この場合、BS の場合と異なり、衝突併合・連星での融合のプロセスが複雑であり、その断面積の評価が難しい、また、Turn-off 以下では使えないなどの欠点を免れている。球状星団の進化していない恒星に関しては、以前から、CN 分子線を使った観測から CN 組成の変動が推定されていた (例えば、Briley et al. 1991)。しかも、47Tuc 等の星団では、CN 分子線が強いものと弱いものの比が進化の段階に関係なく合い半ばすることが知られている (Cannon et al. 1998)。もし、CN の組成異常が Na, O, Al, Mg 等の組成異常と共に存するのであれば、これらの球状星団を構成する恒星は、半数はそれ以上が周りの恒星との近接遭遇による質量降着等の何らかの相互作用を経てきたことになる。

星団内における2対の近接相互作用の頻度は、現在の球状星団の特性を使って評価することができるが、典型的な値を仮定すると、過去に巨星との近接遭遇を経験した主系列星の累積数は、高々数%に過ぎない。これは、近接遭遇時の表面汚染によって主系列星の組成異常が観測される確率としては無視できない数であるが、観測される CN 分子線の強度の変動を説明するには不足している。このギャップは、上でも議論したように恒星同士の近接遭遇の頻度は、連星や多重衝突による共鳴を考慮すると単純な2対遭遇の頻度より大きいことに帰せられるのかも知れない。あるいは、球状星団は過去には質量が大きく、高密度で、衝突の頻度が現在の物理量から推定されるよりもはるかに恒星同士の相互作用が活発な時代があったとの可能性も考えられる。

球状星団には、これら以外に、水平分枝の形状が星団ごとに異なるという second parameter 問題がある。また、組成異常に伴う表面ヘリウムの増加が水平分枝星の光度と色に影響する (Suda & Fujimoto 2002)。これら恒星同士の相互作用の恒星進化、星団の動力学への影響の双方を考慮して球状星団の進化を検討していくことは今後の課題である。