

銀河の化学進化

吉 井 讓*

1. はじめに

観測技術の進歩に伴い、最近では我々の銀河だけでなく、系外銀河についても非常に多くの観測情報を手にすることが可能となっている。しかしながら、個々の銀河の多岐にわたる観測に圧倒されることなく、相互の関連性を解き明かし、逆に銀河をあるひとつの法則性の表われとして理解したいと思うのは誰しも共通の願いだろう。銀河の化学進化理論はこの法則性を星の生成-進化-死滅のサイクルに求める学問と言え、近年の恒星進化論や元素合成理論の発展に大いに触発されて始まった分野である。従ってこの理論では銀河内の星の総量が最も重要な鍵となっている。

一般的に言って、星間ガスから生まれた星は主系列におちついたのち、徐々に光度を増し巨星となり、やがて超新星爆発を起こす。その際、星の外層を周囲のガスに還元し、芯は白色矮星や中性子星などになって一生を終える。放出されたガスの一部には星の内部で合成された重元素が含まれているため、超新星爆発が起こるたびに星間ガスの平均的重元素量は増加することになる。このため、重元素量は時間を表わす量と考えることができ、星団や星を重元素量の少ないものから多いものへと順番に並べると、そのまま銀河の年代表となり、それによって銀河の進化をうかがい知ることができるだろう。

一方、これら一般的進化の描像は、星の生成率と、生まれてくる星の質量別の個数比（初期質量関数）、それに星の進化の最終段階で放出される重元素量を決めると、微分方程式で記述されるひとつの進化モデルで表現することができる。元素合成理論の結果から超新星爆発時の重元素放出量についてはある程度定量的議論ができるが、星の生成率や初期質量関数については経験則に基づいた比較的単純な関数形を仮定せざるを得ない。銀河が生まれたときの重元素量を初期値として、微分方程式を積分すると、星間ガスと星それぞれの総質量や重元素量などの時間的な変化を追いかけることができる。

我々の銀河においては、個々の星の化学組成が観測から求まり、進化モデルの結果と直接比較することができるが、系外銀河の場合には星の集合体から出る物理量が観測されるため、上で述べたモデルに新たに種族合成という操作を加えなければ観測量との比較はできない。こ

こでは議論の対象を我々の銀河に限定し、その化学進化の諸問題のいくつかを私見を交えながら述べることにしよう。我々の銀河は標準的な渦状銀河であり、以下での結論は他の渦状銀河についてもある程度共通と考えてさしつかえないであろう。

2. 太陽近傍の化学進化——G型矮星問題

銀河の構成は大別して、円盤層とそれを包み込んでいるハロー領域とに分けられる。円盤層では今なお星が作り出されているが、ハロー領域ではすでに星の生成は終わっている。円盤層の天体には散開星団やOB星、それに円盤層にとどまったまま銀河中心を円軌道を描いて回る星などが含まれる。これらの天体は比較的重元素量も多く年齢も若い。他方、ハロー層は球状星団や琴座RR星型変光星などで代表され、一般に重元素量は少なく（円盤層の数の一ないし数十分の一以下）、年齢も古い。太陽近傍を高速で通過する星もこの仲間となる。

図1には球状星団の空間分布と銀河円盤層のだいたいの位置を示しておいた。球状星団の分布はほぼ球対称に広がっており、銀河ができつつある時の姿を暗示している。銀河はその後、重力収縮して円盤層を形成したということが理解できるであろう。円盤層ができるまでの途中の進化については、1962年にエゲン・リンデンベル・サンデイジが高速度星の軌道運動と重元素量の解析に基づいて述べた説が最も有名であり、ここ20年間の通説となっている。すなわち、原始銀河は中心に向かって自由

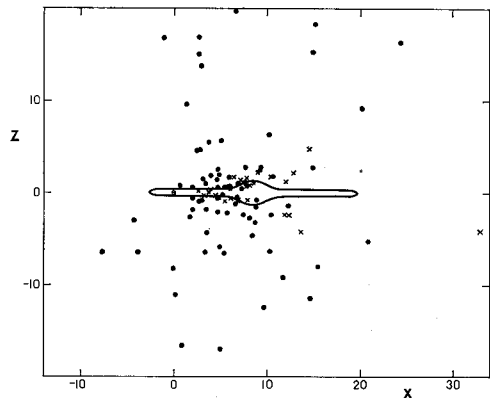


図1 球状星団の空間分布 (Harris 1976). 異った方法で距離を求めた球状星団を●, ×印で区別している. ⊙印は太陽の位置を示す. X, Z はどちらも kpc を単位にとっている。

* 東京天文台 Yuzuru Yoshii: Chemical Evolution of the Galaxy

落下し、その間ガスは衝突したり衝撃波の発生などでエネルギーを失い、最初もっていた角運動量の大きさに従った配列で差動回転する円盤層へと沈降したというのである。ハロー形成に必要な時間は、銀河の年齢である 10^{10} 年に比べると約百分の一の 10^8 年程度であり、ほとんど瞬時にして銀河円盤ができあがったという内容を含んでいる。従ってこの説によると、短時間のハロー形成期を除けば、銀河内で今日まで星の世代交代が繰り返して起った領域は、もはや構造的変化は考えなくともよい銀河円盤層となるであろう。太陽近傍における銀河の化学進化が注目を集めたのは、円盤種族の星の重元素量を調べれば銀河進化に関する情報の大半を手にすることができると考えられたからにほかならない。

ここで化学進化モデルを作る際の基本仮定を述べておこう。

- (i) 星が世代交代をする領域は閉じており、他の領域からのガスの流入はない。
- (ii) 星から放出されたガスは星間ガスとよく混じりあう。
- (iii) 星の生成率は星間ガスの密度の巾乗に比例し、その巾数は経験的に 1 か 2 にする。
- (iv) 星の初期質量関数は星の質量の逆巾乗に比例し、時間とともに変化しない。

以上 4 つの仮定でモデルは決まる。

ところで星は生まれると重いものから順次進化して死滅するのだが、どの質量の星も生まれたのち、ただちに進化してしまうという近似を用いると方程式が解析的に解け、また本質的な点もそこなわれないため、非常に見

通しがよくなる。このようにして求まるモデルは星間ガスの量が急激に変化する銀河中心領域を除けば充分適用でき、文字通り単純な「シンプルモデル」と呼ぶことにする。

シンプルモデルの重要な結果のひとつは、星間ガスの平均的重元素量が Z なる値に達するまでに作られた星の総数 $S(Z)$ である。以下では重元素として $10M_{\odot}$ 以上の星から放出される鉄族を考えることにする。膨張宇宙論では銀河ができる頃までにヘリウムより重い元素は作れない。そこで、銀河が生まれたときを $Z=0$ とし、現在の Z の値を太陽の値 $Z=Z_{\odot}$ で代表させる。図 2 は残存ガスの質量を総質量の 1 割と見積ったときの $S(Z)$ を示している。

ところで星の観測から得られる $S(Z)$ はどのようなになっているのであろうか。ページェル・パチュット (1975) は太陽から 25 pc 以内の G 型の主系列星をサンプルにとり $S(Z)$ を求めた。G 型の主系列星が選ばれる理由は、それらの寿命が銀河の年齢 ($\sim 10^{10}$ 年) より長く、銀河進化の全過程の情報をもつサンプルとなるからである。図 2 には、この $S(Z)$ を斜線をつけた領域で示しておいた。斜線部はサンプルに観測誤差がある以上、銀河内での重元素量の増加を求めようとしても、ある範囲でしか求まらないことを表わしている。

ここを比較してみると理論的予想と観測事実との差が歴然とする。モデルでは円盤種族の星で $Z \leq 0.3Z_{\odot}$ の重元素量をもつものは全体の 3~4 割と予想したにもかかわらず、そのような星は皆無に等しかったのである。この違いは深刻に受けとめられ、銀河の化学進化における「G 型矮星問題」と呼称されるに至った。その後、シンプルモデルのどこをどう改良すれば重元素分布を説明できるかを理解すれば、銀河進化の全般的過程が明らかになると考えられ、理論家はこぞってこの問題の解決に力を注いだのである。

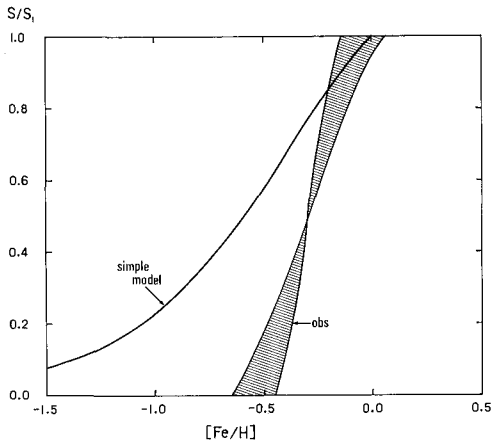


図 2 重元素量についての星の積算個数分布 $S(Z)$ 。実線はシンプルモデルから求めた結果を示す。斜線部はページェル・パチュット (1975) が太陽近傍 25 pc 以内の G 型矮星を用いて求めた結果を表わす。[Fe/H] は $[Fe/H] = \log(Z/Z_{\odot})$ で定義する。

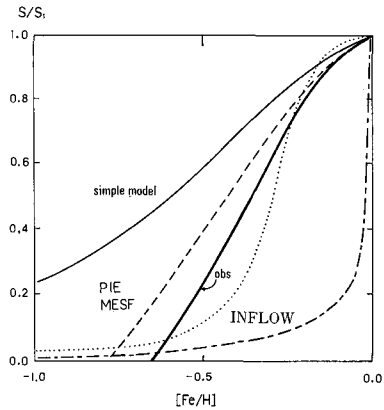


図 3 いろいろなモデルから求めた $S(Z)$ 。

これまで唱えられた代表的モデルを図3にまとめてみよう。(1) PIE モデル. シンプルモデルで用いられている仮定 (iv) を改良したモデルで, 銀河円盤層の形成期に重元素を効率よく放出する重い星しか生まれなかったと仮定する. また, 仮定 (i) を変えてハロー領域の星が死滅したとき出すガスが銀河円盤層に降り積り, 円盤層の汚染に一役買ったと考えても同じ結果にすることができる.(2) MESF モデル. 仮定 (ii) と (iii) を改良したもので, 星間ガス中の重元素量分布に不均一性があり, 重元素は星間ガスの冷却剤としての作用があるため, 重元素量の多い場所で星の生成が促進されたと考えるモデルである. PIE モデルと実質的に同じ結果を与える.(3) INFLOW モデル. 仮定 (i) を変えて, 銀河系外や銀河ハローから重元素を含まないガスが絶えず円盤層に供給される場合である. 星の生成による重元素汚染と流入するガスの稀釈がつりあったまま一定の重元素量の時期が長期にわたって続く. このモデルは一点鎖線で示されており, 観測よりさらに重元素量の多い星だけになってしまう. しかし, (ii) の仮定を取り払って, 重元素の空間的不均一性を適当に許すと, 点線のようになり観測を説明しうるモデルとなる.

このように, さまざまな改良によってG型矮星問題を解消しようと努力が続けられたのであるが, 改良によって持ち込まれた量を観測から実証するのは難しい側面があり, 仮説の域をでない. 従って, 仮説の数だけモデルができることになり, とうていモデルの優劣はつけ難い. 銀河の化学進化理論そのものに対する悲観論や偏見が広く流布されたのも, この時期のモデル競合の所産と言つてよい.

3. ハロー種族の重元素量分布

今まで述べてきたように, シンプルモデルはそんなによくないのだろうか. ここで一度もとに立ち返って考えてみよう. モデルから得られるもうひとつの重要な結果は重元素量の時間変化である. とりあえずハロー種族か円盤種族かにこだわらないで, 重元素量と年齢のわかっている星団や星を用い, 図4 (=表紙) でその相関を見てみよう. 横軸は 10^9 年を単位にした年齢である. ▲, +印は球状星団であり, 同じ星団でも解析方法によって重元素量, 年齢とも多少違ってくることに注意しよう. ×印は散開星団を表わし, 円盤種族のF型矮星については点線で示してある. この図にシンプルモデルから得られる結果を描き入ると非常によい一致をみる. 星団の観測値から重元素量や年齢を評価する際の困難を考慮すれば, この一致は驚異的と言つてよいだろう. この理由は図からもわかるように, 球状星団の年齢に 10^9 年を越す開きのあることが理論的研究から明らかになったこと

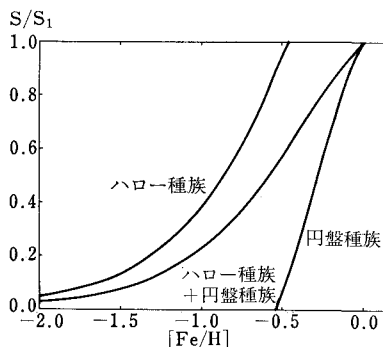


図5 シンプルモデルに基づいて求めたハロー種族, 円盤種族それぞれの $S(Z)$. 両種族を足し合わせると図2の実線で示した $S(Z)$ と一致する.

にある. すなわちハローの形成はエゲン達が主張した 10^9 年より10倍以上長く続き, ハロー形成の終りと銀河円盤層の始まりが連続的に推移した様子が見てとれる. 銀河はハロー領域と円盤層とに形状的には大別できるが, 進化過程は少くとも不連続な現象を伴ってはいないのである. しかしすでに前節で述べたように, シンプルモデルでは太陽近傍で重元素量の少ない星が数多く存在するはずだが, それらの星はどこに消えたのだろうか. それは円盤層を越えたハロー領域と考えられる.

円盤層ができ始める時期を $Z \sim 0.3Z_{\odot}$ の時点としよう. すると解釈こそ違え, 円盤種族の $S(Z)$ の曲線は図3のPIEモデルと一致する. 従って, 銀河全体を閉じた領域としてシンプルモデルで表わせるのなら, ハロー種族の $S(Z)$ は図5で示したようになるだろう. また, 円盤種族だけの $S(Z)$ と足し合わせた全ての星の $S(Z)$ は図5のまんなかの曲線になると予想される. この予想はハロー領域のG型矮星の $S(Z)$ を知ることで確かめることができる. そこでこの量を算出してみよう.

太陽を中心にして銀河面に垂直に立てた円柱の中にあるG型星の全てをサンプルとして選びだし, 重元素量を決定すれば必要な情報はそろふことになる. 原理的には, この円柱の上端はハローのおよんでいる数10kpcまで伸ばすべきであるが, 太陽からずっと離れた暗いG型矮星をつかまえるには地上観測では限界があり, せいぜい5kpcまでしか可能でない. この限界ぎりぎりまでの三色測光を行ったパーゼル天文台のベッカー達のデータの中から銀河の北極方向のものを利用することにしよう. G型星を各距離グループに分け, $\delta(0.6)$ についての頻度分布を求めたものを図6に示した. $\delta(0.6)$ は $B-V = 0.6$ のところで規格化した紫外色超過であり, $[Fe/H]$ (ここでは $\log(Z/Z_{\odot})$ と同等) を評価する指標である. $\delta(0.6) \sim 0.0, 0.2$ はそれぞれ $Z \sim Z_{\odot}, 0.1Z_{\odot}$ に対応する. 点線の部分はサンプル中の星が全てG型矮星とした場合

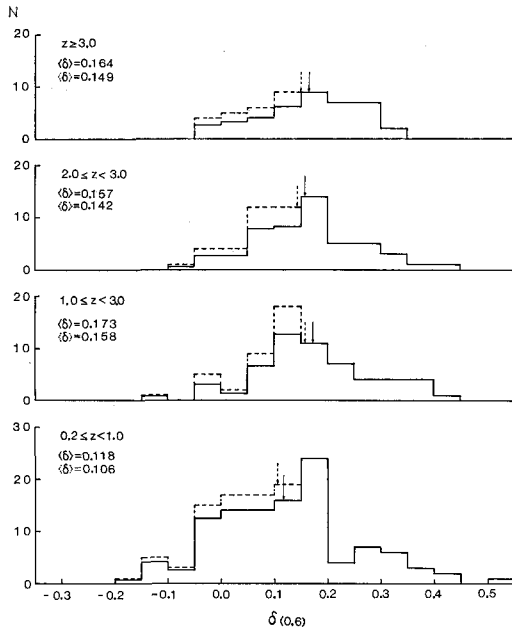


図 6 銀河北極方向の星の紫外色超過 $\delta(0.6)$ についての頻度分布。z は銀河面からの距離で、kpc を単位にとっている。

であり、実線はある種の仮定を設けてサンプル中の巨星の数を算出し、それを差し引いて作ったG型矮星だけの頻度分布である。各距離グループごとの $\delta(0.6)$ の平均値は遠方のものほど大きくなり、銀河円盤に対して垂直方向に重元素量の勾配のあることがみてとれよう。観測領域は円錐状に遠方へ行くほど広がるので、 $S(Z)$ を作るには円柱領域へと体積補正をほどこさなければならない。これらの手順を踏まえたのち、ある距離以上の星についての $S(Z)$ を求めたものが図 7a, b である。斜線部は暗いところまでの三色測光の観測誤差だと思ってい

銀河北極方向の星の個数密度関数を使って、円盤種族とハロー種族の星の個数比を求めてみると、200 pc より高い円柱領域では 4 : 1 と大部分は円盤種族の星である。これに対して、1 kpc 以上の場合には 1 : 3 とハロー種族の星が優勢となる。さらに図 2 に示したページェル・パッチェットのサンプルは太陽を中心として半径 20-30 pc の領域の星を使ったのであるが、この領域に含まれるハロー種族の星は個数にして数パーセントにしかならない。ここで我々は円盤種族とハロー種族の星が異った比率で混じり合った三種類の $S(Z)$ を得たことになる。図 7a はハロー種族の星が大勢を占めているため、銀河円盤形成以前の $S(Z)$ と考えることができ、図 2 の $S(Z)$ は円盤形成以後のものと言えよう。また円柱領域内全ての円盤種族の星とハロー種族の星の個数比は 5 : 1 であ

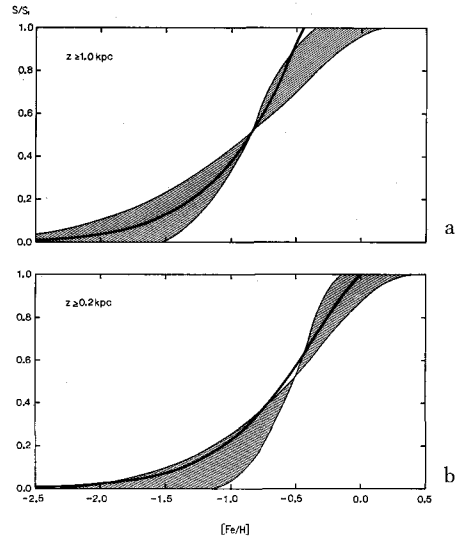


図 7 a, b 銀河北極方向に立てた円柱内にあるG型矮星の $S(Z)$ 。a. $z \geq 1.0$ kpc の円柱領域について求めたもの。b. $z \geq 0.2$ kpc の円柱領域について求めたもの。

り、これは 200 pc 以上の場合とあまり変わらないため、図 7b の $S(Z)$ を全ての星の $S(Z)$ と見なして差しつかえないだろう。これら $S(Z)$ は図 5 で予想した結論そのものと言える。つまり、ハロー種族の星を考慮すればG型矮星問題は解消する。重元素量と年齢との関係もあわせて考えると、銀河全体のひとつの閉じた領域として、シンプルモデルで再現しうることがわかったと思う。

図 3 にまとめた改良モデルはハロー種族の星を議論の対象外としているにせよ、改良を行うにあたっての基礎となった考え方は図 7a, b で示した重元素分布とは矛盾する。つまりどのモデルも重元素量の少ない星を作らないよう改良したものであり、球状星団のような重元素の極めて少ない天体と円盤種族のような重元素量の比較的多い星との間にある中間的重元素量をもつ星の存在を認めない立場が踏襲されているからである。かくしてよい仮説を新たに導入しない、言わば骨格だけのシンプルモデルが最良であると言うことができる。

4. ハロー重元素量の空間勾配と化学進化

銀河は重力的に収縮したと言うことには誰も異論を唱えたりはしないだろう。そこで、ハロー形成期にも星の世代交代による化学進化が起っていたと考えるなら、銀河の収縮過程で増加した星間ガス中の平均的重元素量はその時期に生まれた星の重元素量として、銀河面からの高さと一対一の対応を示すであろう。銀河がどのような過程を経て収縮したのかは星の重元素量がどのような空間分布をしているのかで決まる。

この種の解析には通常2つの方法が用いられる。ひとつは直接法で、実際に太陽から遠く離れた場所にある星の重元素量を求めることであるが、これは地上からの観測は難しいため先に述べたように主系列星で5 kpc までがせいぜいである。絶対光度の高い琴座 RR 星型変光星やハロー種族の巨星をサンプルとすれば10-20 kpc までの重元素量の空間分布が得られる。他方、もうひとつの方法は間接法と言われるものであり、太陽近傍で空間速度を測れるものをサンプルにとり、銀河面に垂直な速度成分から、その速度で銀河面からどれだけ離れた地点にまで到達するかを推定する方法である。軌道運動する星の滞在時間は銀河面からの最大到達距離で最も大きくなるので、その付近で生まれた星がたまたま太陽近傍を通過中と考えるのである。しかし、遠方では星の空間密度は低く、太陽近傍の通過速度は速く、滞在確率もずっと小さくなるため、サンプル中で占める割合は極端に小さくなる。結局、この方法でもあまり遠くの情報までは得られない。

現時点で確かだと言われていることは、太陽から5 kpc までのいわゆる内側のハロー領域には重元素量の勾配が存在するということである。これよりずっと外側のハロー領域については球状星団を使うのが常となっているが、重元素量の評価が難しいため、勾配については確定しがたい。しかし目を外に転じて系外渦状銀河の表面測光をみると、多くの渦状銀河は円盤層から離れるにつれて色が青くなる傾向がある。この現象は大域的な重元素量勾配と解釈されており、我々の銀河についてもやはり系統的な重元素量勾配が外側のハロー領域まで続いて

いるのであろう。

ハロー形成を伴う銀河の重力収縮期を考慮した化学進化モデルもいくつか提唱されている。結論から先に述べると、もし銀河が 10^9 年で自由落下したとするなら、重元素量の空間勾配は決して作れないだけでなく、2節で述べた太陽近傍でのG型矮星問題を解決するため、銀河円盤の形成前後に初期質量関数を急速に変化させざるを得ないということである。円盤形成の初期段階は星の生成が盛んな活動期であり、重い星だけが選択的に生成されるこの描像はPIEモデルと同等であらう。

他方、ラルソン(1976)によると、銀河収縮の最終段階でむしろ星の生成率を減少させ、残存ガスの粘性などによって角運動量を効率よく外側へと輸送しなければ、銀河の形状は楕円体で最終段階となり渦状銀河にならないことが指摘されている。つまり、自由落下モデルのように激しい現象を伴って渦状銀河を作ろうとすると不都合が生じることがわかる。

このように考えてくると、少くとも我々の銀河はエゲン達の主張とは違い、 10^9 年ほどかけてゆっくりとハローを形成したものと思われ、漸次重元素量も増加したと考えられる。ハロー形成期から円盤層形成を経て現在に至るまでの全過程はシンプルモデルで表わされることが強調されなければならない。銀河の進化は“単純”なのである。ただ残念なことに、化学進化論は決定論ではなく、現象を結果的に説明しようとする学問であるので、例えば星の生成率や初期質量関数などは依然として経験則に基づいており、この種の量が理論的に考察されることが今後の重要な課題となるであらう。

お知らせ

日本天文学会 1982 年秋季年会の第1日目(10月13日)午後の講演終了後A会場にて「野辺山 45m 共同利用に関する説明会」を行ないます。

東京天文台一般公開

東京天文台の一般公開(本会后援)が11月27日(土)に行われます。台内諸施設の公開は午後2時から午後4時30分まで、月面観望は午後7時30分まで行われます。天候の都合で観望終了時刻を繰り上げることもあります。なお雨天の際は中止となります。

当日参観を目的の自動車の構内乗り入れは禁止です。幼児には必ず保護者の同伴をお願いします。

訂正

8月号の椿都生夫、中尾尚子両氏の共著記事「最近の20年間に日本の天文学はどのように変化したか」中、p. 259の右下より5行目「星」を「系」に、p. 261の左下より7行~6行目「__問題」を「OD問題」に、p. 261の右下より12行目「35% は」を「35% に」に、図6中「宇宙所」を「宇宙研」にそれぞれ訂正し、意味不明箇所がありましたことをお詫び致します。

☆ ☆ ☆