

銀河の化学進化

Jean Audouze & Beatrice M. Tinsley

1. Introduction

化学進化研究の第一の目的は、銀河の中の恒星と星間物質における化学元素の分布と含有量を説明することである。この研究は天文学および天体物理学の他のさまざまな分野と密接に関係していて、大変興味深い。たとえば、これまで核融合理論に基づいて化学進化の理解が進んできたが、銀河あるいはその中の恒星の種族の起源や進化に関する非常に広範な研究と切り離すことはできないし、逆に化学元素量を説明しようとしてこの分野の新しい知見が得られきた。

このレビュー論文では、まず、一見脈絡がないような雑多な観測や理論的な材料をまとめておく（2、3節）。これは銀河進化の描像をまとめるのに使えるものである。その後の節ではこれらをまとめて一貫した進化モデルに組み上げる試みを詳述する。第4節は、化学的濃縮に対する寄与を見積もる方法を含んだモデル構築の方法の入門となっている。

第5節と6節では太陽系近傍と銀河（われわれの銀河系以外の領域も含む）の化学進化モデル、束縛条件、未解決の問題などについて論議する。このように分けたのは、異なったアプローチが必要となるのは、物理的状態がバラエティに富んでいる場合より、ある1つのケースに対して多くの詳細な束縛条件がある場合なので、その方が有用だからである。

King (1971) のレビューは、一般的なレベルでの化学進化に関する観測的な背景と理論的な概念への完璧な入門となっており、ここに述べたようなこれ以後の探求を刺激した多くの問題を論じている。われわれはしばしば Trimble (1975) と van den Bergh (1975a) の広範にわたるレビューを参照することとする。

この分野は恐ろしいほどの複雑で、その意味を見出す多くの試みの周辺には落とし穴があり、それについて強調することに多分なるだろう。この分野の論文では、データの解釈が可能であるというだけで証明された事実のように扱い、モデルに依存して求められた量をあいまいさのない測定値であるとするような傾向があるので、猜疑心を抱くことになる（脚注：たとえば、今では解釈間違いのデータに基づいていたと考えられているが、わが銀河系ガスが初めの頃に“supermetallicity”だった時期があったことを説明するという手の込んだ化学進化モデルがあった）。このレビューでは、こうした危険性に注意を与えるだけでなく、これからの研究に実りある方向性を示したいと思っている。より注意深い観測と計算だけでなく、見かけ上さまざまな現象をつなぎ合わせる過激な新しい見方も大いに必要とされるだろう。

2. Empirical Abundance Distributions 元素量分布の観測結果

元素量データの中で主要な研究とレビューとしては Suess & Urey(1956), Cameron (1959, 1968, 1973), Peimbert(1974,1975), Trimble(1975) そして van den Bergh (1975a) がある。

元素分布についての最も注目すべき事実はおそらく、局所的な星間物質から遠方のクエーサーまで広がる広い領域において元素量の比がだいたい似通っていることであろう。この類似性は核合成過程の「普遍性」に対する根本的な証拠を与えており、どんなところも似ているという条件の下で合成比を予想できるのではないかという大きな期待を抱かせる。たとえば、ヘリウム量であるが、測定値はほとんど何処でも約 25% (質量で) で、ビッグバンの核合成の最も単純なモデルからの予想値と合致しており、大部分のヘリウムは宇宙初源のものであることを強く示唆している。

場所によって元素比の「相違」が見られることはまた、核合成過程と銀河進化の手懸かりを与えるのに極めて重要であることを以下で示そう。

データそのものを概観する前に、元素量決定は非常にむずかしく、人が望むような明快なデータを提供することはまったくできないことを強調しておきたい。たとえば：

- (a) 太陽系の元素量は分留過程を経ている (下記参照)、
- (b) 恒星大気モデルの不確かさによって元素量に系統的誤差が生じる、
- (c) ある元素では 1 本ないし 2、3 本のスペクトル線しか測れない、そして
- (d) いくつかの鍵となる物理的パラメータは改定する必要があるかも知れない (鉄のいくつかの振動子強度が最近改定されたことを参照せよ)。

星間物質の元素量決定もまた分留と破壊過程、視線上でさまざまな物理状態にある領域の存在、non-LTE 効果、成長曲線法の問題、などによって込み入っている。

このような困難さを見ると、化学進化のモデルに対する束縛条件として用いる前に、かなり批判的に元素量のデータを受け入れるべきであろう。

2.1 The "Standard" Abundance Distribution (SAD) 「標準」組成分布

いわゆる「宇宙」組成は主として特定の選ばれた隕石 (一般的には I 型の炭素性コンドライト) と太陽から求められている ; たとえば Cameron (1973) による最近のまとめでは太陽系のデータを広範に用いている。このため、われわれは「宇宙」の名をはずし、この基本的なデータセットを「標準」組成分布 (SAD) と呼ぶ。SAD 表は次のようないくつかの理由で注意しながら使わなければいけない :

- (a) いくつかの揮発性元素は相当大きな分留効果を受けている。ボロンは星間空間や太陽・恒星では Cameron et al.(1973) が与えている値の~50 分の 1 ほどである (Reeves 1974a の参照文献を見よ) ; しかしながら、炭素性コンドライトの高い組成比を理解するにはまだ問題がある。水銀とインジウム (indium ⁴⁹Im) は分留効果がよく分からない元素である。
- (b) いくつかの理論的解釈が Cameron (1973) の SAD 表には用いられている ; したがって元素量比を全部核合成理論の「テスト」として使うわけにはいかない !
- (c) 別の太陽系の標本は違った核合成の歴史を経験してきており、それは別の「混合体」が存在しているかも知れないという可能性を与えるのだが、そのことが増々明らかになっている。

2.2 General Trends in Metal Abundances in the Galaxy 銀河系内金属量の一般的な傾向

ここで「金属」というのはヘリウムよりも重い元素の総称で、その質量組成比を Z と書く。金属自体の「相対」

組成がさまざまなことで起こる非常に深刻な問題は後までおいておく。この節では近傍の恒星での Z の分布、銀河内の場所による変化、そして恒星の年齢と力学特性との相関などを論議する。

多くの研究（たとえば、Peimbert 1974, 1975; Pagel & Patchett 1975; Trimble 1975; van den Bergh 1975a）でレビューされている基本的な結果は次のようなものである：

(a) 老齢の星は平均的に Z は比較的小さな値を持ち、速度分散はより大きく、よりつぶれた楕円軌道となっている；これらの事実は、Eggen et al. (1962) による古典的研究以来、銀河を形成したガスが重力収縮する間に金属に富むようになったことを表わすと解釈されてきた。

(b) 見かけ上ハロー的な運動状態にある星だけが $Z < 0.1Z_{\odot}$ で、 $Z < 0.1Z_{\odot}$ の円盤部星は極端に少ない；太陽近傍にある星の多くは太陽の Z の $1/2 \sim 2$ 内である（van den Bergh 1962; Schmidt 1963, 1975; Bond 1970）。

(c) ある時点で形成された「円盤部」星の平均 Z は初期から現在までで倍化しているかも知れない。しかし、Z と星の年齢の間に単純な関係はない：ある年齢の星々では $\log Z$ が近似的にガウス分布しており、それは一連の様々な年齢の星の分散 $\sigma(\log Z) \sim 0.2$ （Pagel & Patchett 1975, McClure & Tinsley 1976 の参考文献と比べよ）とほとんど同じである。その分散がほとんど本源的なものであれ、おおよそ観測誤差によるものであれ、Z の系統的变化とほとんど等しい事実は組成の理論的解釈をひどく複雑にしている（Tinsley 1975a）。

不幸なことには、利用できるデータから金属量が時間的にどういう傾向になっているかを導くのがとても難しい。星の金属量と年齢が導かれた関係の中に系統的誤差があってそれに支配されている可能性があるということ述べて、Mayor (1974) は彼のデータにある見かけ上の $Z(t)$ 関係にコメントすることを拒否した。もし、たとえば HR 図から年齢が求められるような星が選ばれたとすると、その色と年齢は相関を持っている；そして Z は普通星の色に対してなにか毛布効果指数のようなものが通常値からずれていることから見積もっているし、年齢は年齢ゼロの主系列からのずれで評価しているので、確実と見られている主系列や指数-色関係に少しでも誤差があれば Z と年齢との相関に系統的な誤差が生まれる。Jennens & Helfer (1975) は、散開星団中の K 型巨星の金属量を導くとこの誤差の危険性が少なくなるを見出し、円盤部では年齢と共に Z が上昇することはないことを発見した。太陽近傍において Z の時間的な平均的变化については現在、ほとんど何も知られていない。誤差と偏差のたくさんの出所について McClure & Tinsley (1976) が論議している。

(d) 金属量は見かけ上銀河中心に向かって上昇しており、窒素はもっと大きな傾きのようだ。この変化の証拠は、大部分は系外渦状銀河の金属量変化からの類推で（下を見よ）あって、部分的には力学的特性と太陽近くの巨星の CN 強度との相関に基づいている（Janes 1975）。（校正時追記：Mayor 1976 も見よ）

2.3 Abundance Ratios in Galactic Stars 銀河系内恒星の元素組成比

銀河内の恒星で観測されている重元素の中でいくつかは SAD 比からずれている（脚注：ここでは Ap、Am 星のような星は議論しない。と言うのは、これらの見かけ上の化学的特異性はおそらく大気中で外見上分離が起こった結果であって、化学進化と直接の対応がないからである）が、これは星が形成された場所と時代によって変化していることを示し、また他方では星内の核合成生成物が表面まで混合していることを示している。両者共化学進化の手懸かりとして重要で Peimbert (1974) と Trimble (1975) によって幅広くレビューされている。ここでは我々のレビューに最も関連した 2、3 の点だけにコメントしておく。

1. いわゆる「超金属過剰」（SMR）星は、確かに太陽より何倍も金属に富む星をいくつか含んではいるが、多くは精密な分光解析によれば多くの元素が正常という巨星であって、ある種の元素（おそらく窒素 N だけ）が多目で、大気構造が極端に強い吸収線を形成するように変化している可能性がある（King 1971, Trimble 1975, Strom et al. 1971, Blanc-Vaziraga et al. 1973, M. H. Ulrich 1974, Peterson 1976）。

2. SAD 量から大きくずれていることが、表面まで達した核合成生成物が見えている進化した星（炭素星を含む赤色巨星と他の特殊なもの、新星、など）で知られている。さらに詳細については炭素星とその関連についての Wallerstein(1973) の論文を、FG Sge の S-プロセス元素生成についての Langer et al.(1974) を、準巨星 CH 星についての Bond(1974) を、赤色巨星については Lambert(1975) を、Peimbert(1974) と Trimble(1975)によるレビューを見て欲しい。

3. 銀河系内の星のヘリウム量 (Y) と Z には相関があるかも知れないが、今まであまりありそうにない宇宙論的な非一様性を示すものとして通常無視されていた；しかしながら、Y の「小さな」変動（ざっと $\Delta Y \sim 3\Delta Z$ ）は「恒星内」の核合成 (Arnett & Schramm 1973) から予言されている。

(a) Faulkner (1967) は Y と Z が太陽値からのずれが $\Delta Y \sim 3\Delta Z$ に従うだけで UV 超過に見られる系統的残差を説明することができた；

(b) Peterson & Shipman(1973) はアソシエーションの Y に非常に大きな (3σ) 相違が見られ、銀河中心から最も離れたところで最小の Y になることを見出した。

(c) Demarque & Sandage (1975) は球状星団の光度関数は Y と Z に正の相関を持っている（上記よりも明らかにはっきりと）ことを発見した。

(d) Peimbert & Torres-Peimbert (1974, 1976) は銀河系とマゼラン雲の H II 領域の研究に基づいて似たような相関を主張している。

4. SAD 組成比からのずれは、内部での核合成の効果を示すほどには充分進化していないことがまず確実な恒星にもしばしば見られる；それは星が生まれた星間物質のそれまでの歴史を反映している。そのようなずれは、組成比の変動する元素群はいろいろ異なった寿命の星の中で形成されるか、あるいはある元素がまず初代で他が二次的というだけで発生するものだから、核合成を理解する上で重要なのだ。観測の状況は元素量に系統的な誤差があるためにかなりあいまいだが大きな可能性のいくつかを挙げてみる。

(a) 比較的酸素に富む鉄欠乏星があって、他の元素よりも早く酸素がガス内で太陽値まで到達したことを示唆している (Conti et al.1967, Lambert et al.1974) 。

(b) $[\text{Fe}/\text{H}] < 0.76$ の星が鉄に対する C の量が正常である (Hearnshaw 1975, Sneden 1974) 一方で、Hearnshaw(1974) は $[\text{C}/\text{H}] \approx 1.5 [\text{Fe}/\text{H}]$ というより金属リッチな星では炭素は鉄よりも早く変化するという主張を行なっている。

(c) おそらく CNO サイクルによってできた ^{14}N が表面まで混合して (Sneden1974)、巨星の窒素量は多くなっているが、「進化していない」星の傾向についてははっきりしていない (Harmer & Pagel 1973, Sneden 1974)。最近 Clegg & Bell(1975) と Clegg (1975) は高速度星だけが他の金属に対し窒素が大幅に欠乏していると言っている。

(d) α 粒子核の金属 (^{28}Si , ^{32}S , ^{40}Ca のような) は金属欠乏星で多くなっている (Wallerstein 1962, Peimbert 1974)。

このような傾向の重要な結果は、わが銀河系にあるいわゆる「Z」の進化に対するモデルは系統的に悪い束縛条件を使っているかも知れないということである。と言うのは、「Z」の分布の統計的研究の多くは鉄に支配されている毛布効果係数に基づいているが、その一方「Z」元素の質量の大部分は C、N 特に O にあるからである。多くの個々の「金属」の元素量分布を広範に扱う研究を成し遂げるのはとても難しいが、化学進化の便利な理解に必要と考えられるべきである。

2.4 *Interstellar Abundances in the Galaxy* 銀河系内における星間物質の元素組成

この節では星間媒質のガス、塵、分子雲、H II 領域について言及し、惑星状星雲や超新星残骸のような新しい噴出物については扱わない。Peimbert (1974) と Trimble (1975) が最近レビューを行なっている；最も目立った点と重要な新しい結果は次のようなものである。

1. 銀河系中心でのヘリウム量は、高周波の再結合線で測定すると極めて正常に見える (Brown & Lockman 1975)；これらの著者は低周波の再結合線から決定された明らかに小さな元素量は低周波において水素線が選択的に高くなっていることから発していることを示唆している。
2. ガス中の重元素は SAD に対し欠乏しているように見えるし、この効果は通常塵の凝集によって説明されている。
しかしながら、正確な元素量を導くのは難しく、研究によって各々の元素のずれの評価が違っている（たとえば、Morton et al. 1973, Rogerson et al. 1973, Field 1974, Greenberg 1974, Gomez-Gonzalez & Lwqueux 1975, Lequeux 1975, Morton 1975, Steigman et al. 1975）。X 線吸収によってガス及び塵にある全重元素を検出する新しい追求が Ryter et al. (1975) によって行なわれ、太陽から 5 Kpc 内は全元素量は正常だが、銀河中心近くでは水素に対して多くなっているかもしれないことを発見した。
3. 星間の元素量が傾きを持っているそれらしい証拠が星の Z の傾きと関連して上で議論されている。
4. 星間物質ではアイソトープ比が太陽系 (SAD) の値と違っていることが知られている。Wannier et al. (1976) や他 [Audouze et al. (1975a) の参考文献と比べよ] の研究によると現在の星間中の $^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ の比は SAD 値より銀河系内全般にわたって分子雲の中では 2 – 3 倍小さいらしい；過去 4.6×10^9 年の間に銀河ガスの元素量比が減少したことを暗示している。また、 $^{15}\text{N}/^{14}\text{N}$ や $^{17}\text{O}/^{16}\text{O}$ が多分上昇しているようだが、そのようなアイソトープ比がとても大きく進化的に変化するようなもの何か他にもあるかも知れない。このような比は核合成の敏感な探査体である。

2.5 *Stellar Abundances in External Galaxies* 銀河系外銀河の恒星の元素量

系外銀河における星の種族の間の化学的な違いと物理的な環境との関係が van den Bergh (1975a) によって広くレビューされている。それ故、ここでは後で詳述されるモデルに重要であることが分かる 2 点についてだけ議論する。

- (a) 銀河のスフェロイダル成分と円盤成分の双方ともに、核から外へ減少していくような Z の傾きを示している（たとえば Spinrad et al. 1971, 1972; McClure & van den Bergh 1968; Welch & Forrester 1972; Joly 1974）。
- (b) 楕円型銀河では光度と共に Z が単調増加する（たとえば McClure & van den Bergh 1968; Sandage 1972, Faber 1973, Balick & Bnedén 1976）。

これらの 2 つの相関に対し、大部分の金属の指標はいわゆる「SMR」星で過強度化しているスペクトル線であるということ、あるいはそれらは巨星枝の有効温度に対応するような色 — それはまた「SMR」巨星が法外に低温度であって全ての重元素が一般的に元素量過剰になっていることの裏返しである — であることを言うておかなければならない。あいまいさの小さな小さなデータならば非常に価値があるものだ；多分、Gustaffson et al. (1974) によって行なわれた巨星の解析のように、個々の線は十分に弱く、元素量と線型的に変化するような多くの線で作られた強いスペクトルの特徴を使うことができるかもしれない。

2.6 *Interstellar Abundances in External Galaxies* 銀河系外銀河の星間物質の元素量

ここでもう一度、広範な最近のレビュー (Peimbert 1975, Trimble 1975) があるので、主要な点をいくつかの新

しい結果を次のようになぞっておく。

(a) 渦状銀河の H II 領域の元素量をみると、外に向かって落ちるように O/H と S/H が傾き、おそらく N/H はもっと急激に傾斜している (Searle 1971, Smith 1974, Collin-Souffrin & Jolly 1976, Comte 1975)。He 量の傾斜は検出されていないが、他のデータから示唆されるような (上の議論) $\Delta Y \sim 3\Delta Z$ のレベルを除外するものではない。元素量決定にある系統的誤差は H II 領域を励起する星に元素組成の効果をおよぼすことで引き起こされるのだが、それは Rodriguez et al. (1974) と Shields & Tinsle (1976) によって論議されている。

(b) HI の形になっている銀河物質の割合はハッブル系列にそって楕円から不規則へと大きくなっていくが、S0 銀河ではほとんど検出できず、あるハッブル型の中では光度が小さいほど HI の割合は多くなるという傾向がある (Roberts 1963, Balkowski et al. 1974, Gallagher et al. 1975, Balick et al. 1976)。分子雲、塵、電離ガスの形になっている星間媒質の量についてはほとんど分からなくて、正常な楕円銀河について、Faber & Gallagher (1976) は元来非常に微小な (検出できない) 星間物質の含有量に大きく付け加えることはないと言っている。

(c) 早期型の渦状銀河ほど晚期型渦状銀河や不規則型に比べて系統的に大きな金属量を持っている (Smith 1975)。

(d) 恒星および星間の元素量測定は LMC は太陽に比べて金属不足で、SMC はもっとそうであることを示している (Dufour 1975, van den Bergh 1975a) ; 2つの矮小青色コンパクト銀河が極端に金属が欠乏していると共に (Searle & Sargent 1972)、これらのデータは、楕円型のようないくつかの晚期型銀河は Z と質量に相関を持っているかもしれないことを示している。しかし、Smith (1975) は Scd 銀河にはそのような相関を見つけなかった。

3 Evolutionary Processes—Observations and Theory 進化の過程—観測と理論

3.1 Galaxy Formation and Dynamics 銀河系の形成と力学

化学進化にとっての銀河力学の重要性は、恒星の化学的特性と力学的特性との相関、ガス含有量・支配的な恒星種族の年齢などと銀河の形態との相関のような驚くべき相関関係によって示されている。理論的には、力学的な過程が銀河と星の形成、ガスを通じて核合成物を混合させることなどを支配しているの期待されるが、これらのプロセスはまだ充分には解明されていない。多くの関連した観測が Eggen et al. (1973; Freeman 1974 も見よ) による力学的な観点からレビューされ議論されている；特にこれらの研究者は Eggen et al. (1962) による論文に示された同様の視点を現代化しそれを採用している。銀河力学のさまざまな側面はこのレビューの範囲を越えているが、化学進化と直接関係するようないくつかの力学モデルについては次に述べよう。この節では力学と化学進化を結びつけることに関係した2つの問題についてだけ論議する。

1. わが銀河系には今、化学進化に影響を与えるような大規模なガス流があるのだろうか？銀河系には 10^9 年につきその質量の数パーセントの割合でガスが落ちてきていると言われている。この割合は恒星の誕生率に匹敵するので、そのような降着過程があれば化学進化に決定的な効果を持つことになる（5節）。Oort (1970) が最初に中性水素の高速度雲が上記の割りで落ち込んで来る系外ガスの証拠だと解釈したのであるが、これにはなお矛盾がある（Hulsbosch 1975, Vershuur 1975, そしてそこにある文献を見よ）。最近出された2つのデータは流入仮説を決定的に支持するものと解釈できる：すなわち、

(a) 遠距離星に見られる星間スペクトルが示す負の速度はほぼオルトが評価した率の流入に一致する；有限であるが非常に小さな（ $\sim 1\%$ 正常） Z 値を接近して来るガスは示している（Cohen 1975, Cohen & Meloy 1975）。
(b) Oort (1974) はマゼラン流（Mathewson et al. 1974）の大きな負の速度は流入ガスの力学的効果であると解釈している。流入は理論的にはありえないことではない — 銀河形成時の生きた化石とも考えうるし（Oort 1970, Gunn & Gott 1972）ハローにある恒星の外層から失われたガスが降着したものかも知れない（Ostriker & Thuan 1975）。

渦状銀河ではある種の状態において非常に大きな率で半径方向のガス流が起るかも知れない（Kaplan & Pikel'ner 1974）；なぜなら、そのような流れが化学進化に重要になってくるような元素量の傾きがあるからであるが、現在までどんなモデルにもあからさまに考慮されたことはない。

2. 星間媒質はどの位のスケールでよく混合しているのだろうか？銀河のガス組成には大きなスケールでの半径方向の傾きが観測されている；回転円盤部において半径方向に激しくガスが混り合うとは期待できないので、傾きは単に恒星の形成率やその他が中心からの距離によって違っていることを反映しているに過ぎないかも知れない。しかし超新星爆発は局所的な性質を持っていることやその他の重元素を増やすような出来事によって生じる小さなスケールでの非一様性は知られていない。一つの重要な問題は超新星やその他からの放出物が、ある与えられたガス要素の中で恒星の形成が行なわれている間に描く銀河内の円軌道の周りによく混り合うかどうかである；たとえば、渦状密度波における星形成という正準的な描像においては、混合のタイムスケールが渦状衝撃波を次々とガス要素が通過していく時間間隔より短いかどうかが問われるかもしれない（Reeves 1972a,b; Talbot & Arnett 1973b; Edmunds 1975）。ある年齢の恒星の組成に大きな広がりがあることは相当の非一様性があることを示しているが、少なくともそのうちいくらかは組成や年齢の誤差や銀河中心からの距離が違った所で誕生した星が太陽系近傍にあることなどによってもたらされたものであるから、その解釈には曖昧さが残っている（Janes & McClure 1971, Janes 1975, Tinsley 1976）。もし組成の偏差、スペクトル線形成、分子への化学的分化といったものを正しく考慮できるものならば、星間物質の組成の直接観測（特にアイソトープ比）が結局のところ非一様性の測定となるだろう。

これら2つの問題の意義は5節で示し、そこでは「太陽系近傍」のような領域は閉じた一様な系として扱うこ

とが可能であるという単純な仮定をはずした進化モデルに与える影響を論議する。

3.2 Star Formation 星形成

恒星の形成は化学進化にとって、そして一般的に銀河の進化にとっても確かに、大変重要な過程であることは明白である。したがって、いかにして実際に誕生し、その誕生率が時間や恒星質量にどのように依存しているかといったことについて観測と理論の双方がほとんど何も示すところがない点にはいささか満されないものがある。それに関連した物理過程と観測についての最近のレビューが Larson (1973) と Larson et al. (1975) によって行なわれた； van den Bergh (1975a) は銀河の恒星の種族という視点で星の形成を議論している。ここではモデルを作る人たちが一般的に模式的なパラメータ化をはかる時の拘束条件や考え方をいくつかなぞることにする。あまりよろしくない極めて大雑把な簡略化であることを承知しながらも、便宜的に誕生率を質量と時間の関数に分けるのが普通である。

3.2.1 The Present Local Initial Mass Functon (IMF) 現在の局所的な初期質量関数

IMF は誕生する星の質量分布である。この分布のある詳細な点は化学進化に重要である。さまざまな質量の恒星の運命を考えてみよう： $1 M_{\odot}$ 未満のものは銀河系の寿命の間に死ぬことはないが、ガスの一部を恒星として固定してしまうことによって化学進化に影響を与えている；もう少し質量の大きな星はあまり変化を受けていない外層物質と大量の新しく合成された元素を放出する（詳しくは下を見よ）。こうして IMF の中の $\geq 1 M_{\odot}$ の恒星の相対数とすべての低質量星が含まれている IMF の質量比を知る必要が出てくる。重金属が増えていく割合とこれらの比の関係は下の進化モデルの範疇で議論する。

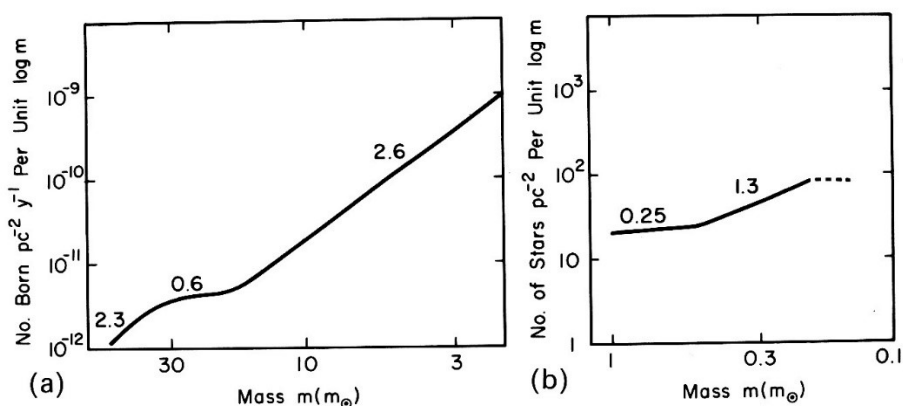


Figure 1 Schematic representation of the initial mass function in the solar neighborhood. The left panel shows, for stars above $2 M_{\odot}$, the present birthrate in number per unit log mass per pc^2 per yr. The right panel shows, for stars below $1 M_{\odot}$, the time-integrated past birthrate in number per unit log mass per pc^2 . The numbers on different segments are values of the slope x , given by $dN/(d \log m) \propto m^{-x}$. Sources of these data and uncertainties are discussed in Section 3.2.1.

IMFはある程度、主系列の光度関数（たとえば Salpeter 1955, Schmidt 1959）から導くことができる。誕生率の変化のタイムスケールより短い寿命の星（たとえば質量 $m \geq 2 M_{\odot}$ ）の光度関数は現在の全誕生率に比例したスケール因子を伴った極大の IMFを与える；図 1a は最近 Ostriker et al. (1974) が導いた結果を示したものである。銀河系の年齢より長い寿命の星の光度関数は平均的な過去の誕生率に比例したスケール因子を伴った極小の IMFを与えるが、もちろん、時間依存性について仮定をおかなければ現在の IMF を与えることはない；図 1b は Gilese のカタログにある星の Wielen (1974) の光度関数からわれわれが導いた極小 IMF を模式的に表わしたものである — 導く際に一定の IMF と、主系列の進化を考慮して、星の誕生はだんだん下がっていくと仮定した。Schmidt (1959) が示したように、中間的な質量 ($1 \leq m/M_{\odot} \leq 2$) の IMF は、平均した過去の誕生率が現在の値

の ≤ 3 倍という仮定を置いた時だけスムーズに内挿することができる；この束縛条件は IMF 自身が時間に依存するならば変えることもできる。

モデル化では IMF に指数法則近似を使うとしばしば便利であるから、図 1 に $dN/(d \cdot \log m) \propto m^{-x}$ で定義される勾配 x の近似値を示す。最初に Salpeter(1955) が導いた x の値は 1.35 で、これはまだ全質量にわたってよく使われている；より最近のデータと恒星寿命は極大の IMF は「Salpeter」値よりきつい勾配で、極小の IMF はより小さな勾配であることを示している；よって 1.35 を何の批判もなしに使うこと（たとえば、勾配はより大きな m できつくなるべきである）から生じる系統的な誤差に気をつけなければならない。

さらに、図 1 を導く際に使った光度関数には大きな不確実性がある、最もよくて実際の状態を示唆するぐらいと考えるべきである。さまざまな問題が違った質量に影響している。

(a) 大質量星では質量－光度－寿命関係の不確実性が深刻のようで、もし多くの新たに誕生した星が暗黒星雲に隠れている (Strom et al. 1975) とするとスターカウントは不完全かも知れない。

(b) 0.4 から $1 M_{\odot}$ の恒星では、Wielen(1974) が最近導いた光度関数は独立したデータに基づいた以前の評価とよい一致を示している；しかしながら、K- 早期 M 型の矮星について Eggen (1974) が求めた光度関数は、理由は分からないもののひどく急勾配で ($x < 1$ よりむしろ $x > 2$)、詳細不明な歪みよる系統的な誤差の可能性が生じている。

(c) さらに低質量の星 ($m < 0.4 M_{\odot}$) については、非常に急勾配の IMF と言われているが、現在のところ見かけ上の急な光度関数は系統的誤差に支配されており、「慣習的な」かなり平板的な傾きが正しそうである (Jones 1975 のレビューを参照)。

(d) $< 0.2 M_{\odot}$ および、疑恒星質量 ($m < 0.08 M_{\odot}$) よりもずっと小さな星の光度関数に関する情報はほとんどない。その低質量星は IMF の中で大きな割合を占めるならば化学進化に関係してくる。

低質量星 ($m < 1 M_{\odot}$) は化学進化に関係する限り本質的に「動かない物質」である；それでそれらの IMF に付随する問題を避けるには、低質量天体の性質を特定することなく、研究対象の領域にある力学的に決定された質量を説明するような全誕生率を規格化することができる

上記の結論はすべて円盤星についてである。Schmidt(1975) はハロー・星の光度関数を導いている。大きな統計的不確かさがあるが、その傾きは図 1b に示されている円盤星のそれよりも幾分かきついように見える。

3.2.2 Time Dependence of the Local Stellar Birthrate 局所的な星形成率の時間への依存性

次のような経験的な一連の証拠によって局所的な誕生率に制限が課せられる。しかしながら、誕生率関数は事前に進化モデルの他のパラメータから独立に導けるのものではない；それ故、おのおの場合に用いられる観測可能な量（たとえば HR 図での分布、放射性同位元素の比）、それはモデルパラメータの整合性のテストとしてそのデータと直接比較できるのだが、その値を予知するために一つのモデルを使うようにすすめる。

(a) IMF (Schmidt 1959) をスムーズにすること基礎を置いたひとつの束縛条件は上で述べた。もし極小の IMF が大きく変化する (Biermann & Tinsley 1974) か Thuan et al. (1975) によって議論されているような $1 M_{\odot}$ 付近での IMF の不連続性の存在を受け入れるかすれば明らかに破られてしまう。

(b) 恒星の年齢分布、それは HR 図の理論的な同時刻曲線から求められるのだが、これはここ 8×10^9 年の間で因子 ~ 5 で減少する G-F 型星の誕生率と一致している (Cayrel de Strobel 1973, Clegg & Bell 1973, Tinsley 1974a)。

(c) 長寿命の放射性同位元素の相対組成は太陽が誕生する前の半生に匹敵するような期間の enrichment 率に関する情報を与えてくれる (Schramm & Wasserburg 1970, Schramm 1974, Reeves & Johns 1976)；しかし他のモデルパラメータが誕生率と enrichment 率の関係に影響するので、これは誕生率に関する直接の情報ということではない (Fowler 1972, Tinsley 1975b)。

(d) K-早期 M 型矮星の Ca II の輝線強度と空間速度の分布は円盤部の寿命の間のこれらの星がかなり一様な誕生率を持っていた証拠と解釈されている (Wielen 1974)。それらの分布が確信を持って解釈される前に年齢の指標

としてこれらの量の改良された整約が必要である。

(e) 極大 IMF が大きく変動することに対する議論がある — 重元素は逆の(wrong) 比率で作られるかも知れない — が、これもモデルに依存する条件である。

3.2.3 The IMF on Other Regions and Other Galaxies 他の領域と他の銀河についての IMF

太陽系近傍外での IMF の見積もりでは輝星だけが数えられるので、それは間接的である。わが銀河系の残りの部分、特に核のバルジでの恒星種族に関する情報は van den Bergh(1975a) がレビューしている。系外銀河については、一つのアプローチはさまざまな IMF について色とか質量光度 (M/L) 比のような量を予測しながら、理論的な恒星種族を合成することである。その結果は、これまでのところ全ての「典型的な」銀河の局所的な関数に似た IMF と合っている (Tinsley 1968, Searle et al. 1973, Larson & Tinsley 1974, Sargent & Tinsley 1974) が、不幸なことに予測された量は IMF だけでなく金属量、銀河の年齢、誕生率の時間依存性などのような種族合成の他のパラメータにも依存している。だからこの方法はデータと矛盾しない単一の IMF を与えないし、その結果は決して「ユニバーサル」な IMF があることを証明するものではない。もし多くの種類の銀河の詳細な分光測光データと正確な M/L 比が求められなら、それによってあいまいさを減らすことができる。

もし恒星の M/L 比が銀河の外に向かって上昇しているなら、その IMF は半径の関数となるだろう。低密度の領域では低質量星で IMF が大きくなるかも知れない (van den Bergh 1975a) ことを示す徴候がいくつかある；もしそうなら、そのような領域は低い全 Z と期待される。その一方、Z の変化は IMF の変動をもたらすであろう。たとえば、極大の恒星質量限界は金属に富む領域では比較的小さい (Larson & Starrfield 1971, Kahn 1974)；特にもし同じ過程が IMF の形に影響するならば、そのような相関は逆に核合成にフィードバック効果を与えるであろう。さらに、IMF がどのように星間物質の組成や物理条件に依存しているかという理論的および観測的研究がとても必要になっている。

3.2.4 Time Dependence in Other Galaxies 他の銀河における時間への依存性

銀河の進化モデルは $\psi(t)$ と書く恒星の誕生率の時間依存を表わす関数を使うが、それは次のような間接的な経験的証拠と試験的な理論的アイデアに基づいている。

1. 誕生率 ψ はガス密度に依存すると期待されることで、関数形 $\psi \propto \rho_g^n$ がしばしば考察されている (たとえ表面密度が一般的に測定が比較的容易であるとしても、ガスの空間密度が適切な量であることに注意)。Schmidt(1959) は銀河系の ψ と ρ_g の半径方向の変化は $n \sim 2$ に矛盾しないことを見出した。系外銀河で若い星のスターカウントとガス密度を比較すると ψ は局所的なガス密度の $n \sim 0.5$ から 3.5 乗で変化すると言われている (Einasto 1972, Hartwick 1971, Madore et al. 1974, Sanduleak 1969, Talbot 1971)。n の大きな変動は研究された銀河では知られていたことであり、 ρ_g 以外の量が重要であることを物語っている。このような結果の応用の限界は、銀河の歴史が、渦状構造その他の局所的な変化を恒星とガスが混合するようになる領域にわたってならした ψ の平均的な値に依存するであろうということである；そのようなところでは一般に ρ_g の変化が大きいので、小さい領域では ψ と ρ_g の関係式は平均された量を持っているとは考えにくい。

モデルでは、関数 $\psi \propto m_g^k$ を使うのが便利だ。ここで m_g はモデル化しようとする領域のガスの質量である；上の議論から観測結果は誕生率と全ガス量の間はいかなるそのような関係も直接は支持しないことが明らかであろう；それでその公式が便利なパラメータ化として最良なのだ。

2. 誕生率は利用できる星間物質の量だけでなく、銀河形成の間の収縮時間 (Larson 1974a) や渦状衝撃波を通過している頻度 (Quirk 1972, Oort 1974) のような力学的なタイムスケールにも依存しているようである。誕生率は衝撃波圧縮にも依存しているだろう (Lindblad 1974)。

小銀河での星の形成は空間的にまだら模様の分布した散発的な爆発として起こるようである (van den Bergh

1975a, Hodge 1973, Searle & Sargent 1972)。

3. 誕生率が円盤部の表面密度によってコントロールされるような次に見るような負のフィードバック機構を Talbot & Arnett (195) が指摘している：ガスの空間密度 ρ_g (星とガスの重力による) が上昇すると誕生率を大きくするが、そこで新しい星からのエネルギーの流入がガスのスケールハイトを大きくし、こうして平衡状態が達成されるまで ρ_g を小さくする。

4. 種族合成によると銀河型のハッブル系列に沿って積分された測光特性とガス含有量の変化は、楕円型から不規則銀河へと大きくなっていくというガスが星へ転換する時間尺度の系列に合っている。参考文献が 3.2.3 節に引用してあるし、そのような結論が決して唯一でないことについての警告がここでもまた当てはまる：現在利用できるデータでは、系列に沿った ψ の変化の効果は IMF の違いや銀河の年齢などから完全に切り離すことができない。

5. 銀河系のモデルでは ψ が多くの物理的パラメータ (密度、温度、雲同士の衝突率など) に明らかに依存するような形で発表されている。そのような努力によって結局化学進化のモデルに使うことができるようはずっと真実らしい誕生率が導かれるであろうが、そこに含まれている物理学はまだ非常に模式的である。

その一方、ガスの質量や時間そのものを使った比較的単純なパラメータ化がまだモデル構築に役立っているようである。4 節では化学進化の多くの予言が $\psi(t)$ に極めて鈍感であることを示す。

3.2.5 Abundances in Newborn Stars 新しく誕生した星の元素量

銀河ガスと同じ元素量分布をもって星ができるのかどうか分っていない。一方、冷却とそれによる星の形成は金属に富む領域ではより効果的であろうから、平均的にはガスよりも星のほうが金属に富んでいるかも知れない (Talbot & Arnett 1973b, Talbot 1974)。一方、少なくともいくつかの星では、星を作った塵への輻射圧によって重元素を吹き飛ばすだろう (たとえば, Edmunds & Wickramasinghe 1974) し、こうして取り巻いているガスより相対的に金属不足となる。もしどちらかの過程がガスと新しく生まれた星の間の元素量に大きな違いをもたらすならば、化学進化に及ぼす効果は重要になるだろう。

3.3 Stellar Evolution and Atmospheres 恒星の進化と大気

誕生から死へと進化していく星の観測的な特性は、種族合成のようないくつかの場面および恒星の年齢を求め際に化学進化に関係してくる。この分野の広範なレビューが利用できる (たとえば Iben 1974)、化学進化に価値ある研究についてだけ述べよう。進化の全段階での広範な質量と組成を持った星の進化のグリッドに対する最も必要なことは積分された銀河の光に対する大きな寄与を表わすことで、これには赤色巨星になった時の急激な、あるいはゆっくりした、そして明るい進化段階が含まれている。そのようなグリッドがないと、恒星年齢-組成関係、銀河の測光的特性の傾きの解釈などの解析に系統的な誤差が入ってくる。それに加え、有効温度、輻射補正、色、その他の間の関係がさまざまな組成に対して必要である；恒星進化を特徴づけるために恒星大気と合成スペクトルのグリッドがとても大切である。要求をさらに複雑化するには C/Fe の Fe/H (あるいは N、O、そして α 粒子に富む元素) に対する変化のようなある元素の組成量の個別変動を考慮することが必要である。

3.4 Stellar Deaths 恒星の死

銀河の中での恒星化と恒星の原子核合成の差引した効果はそれぞれの進化のいろいろな段階で恒星によって失われる質量の量によって決定される。マスロスと相互作用のない星の死に関する現在の考え方を表 1 にまとめた；表の各欄にかなりの不確かさがある、あまり文字通りに受け取ってはいけない！表の下に与えた参考文献は批判的な議論と詳細について参考にしてできるだろう。近接連星系の相互作用はマスロスと死の過程にとっても大き

く影響する；考えられる効果は：

- (a) 時ならぬマスロス（進化の全段階と質量に見合った核合成をまっとうする前に星が死んでしまう）及び
 (b) 質量交換 {たとえば不活発な白色・星の遺骸が物質の流入を受けて表面が爆発したり（新星）潰れたりする（I型の超新星？）}（たとえば Starrfield et al. 1972, 1974; Whelan & Iben 1974）。

Table 1 Stellar deaths (approximate estimates for noninteracting stars)

Mass range (M_{\odot})	Mass loss process	Remnant	Rate in solar neighborhood ($\text{pc}^{-2} \text{yr}^{-1}$)
$m \lesssim 1$	(Do not die in galactic lifetime)		
1 to m_w ($3 \lesssim m_w \lesssim 8$) ^{a,f}	Red giant winds ^b Planetary nebulae	White dwarf	$(1-4) \times 10^{-9c}$
m_w to m_c ($4 \lesssim m_c \lesssim 10$)	“Carbon detonation supernova”	Neutron star or nothing	Unknown. None if $m_w > m_c$ ^{d,f}
$m > m_s$ ($m_s = \max [m_w,$ $m_c]$)	Stellar winds Type II SN	Neutron star (or black hole?)	$(0.5-5) \times 10^{-11e,f}$

^a Greenstein 1974, van den Heuvel 1975, Woolf 1973.

^b Woolf 1973.

^c Weidemann 1975.

^d Arnett 1974, Schramm & Arnett 1973.

^e Tammann 1974.

^f Tinsley 1975d.

惑星状星雲と超新星残骸の組成は Peimbert (1974) と Osterbrock (1974) がレビューしており、さらに最近の結果は Boeshaar (1975) が与えている。2, 3 を除いて（たとえば Peimbert & van den Bergh 1971）マスロスの間に enrichment があったといういかなる直接の証拠も与えるものではない。なぜなら、おそらく恒星の外層しか見えないからである。超新星のエンベロープについては今までやや期待はずれであるが、重要な新しい結果は I 型超新星のエンベロープには鉄が非常に過剰らしいということである（Kirshner & Oke 1975）。

3.5 Nucleosynthesis 原子核合成

核合成とその過程の分類についての現在の考え方は今だに Burbidge et al. (1956) と Cameron (1957) の古典的な研究に強く依存している。その後の進歩は Clayton (1968), Truran (1973a), Tribble (1975), そして下に挙げるようなもっと専門的な研究でレビューされている。

元素をそれが合成されるのに必要な恒星の世代の数にしたがって分類するのが便利である。こうして恒星内部で H や He から直接作られる元素（すなわち ^{12}C , ^{16}O , ^{20}Ne , . . . ^{56}Fe , . . .）ということで第 1 代元素を定義する。第 2 代元素はこの第 1 代核種、それは形成される時には星内にあったものだが、それから必然的に形成されるものである（すなわち ^7Li , ^{13}C , ^{14}N , s-プロセス元素）。またたとえば s-プロセス物質から p-プロセス元素が作られることの原因となる第 3 の過程も存在するかも知れない。下で見るように、恒星の異なった世代に起ってい

る過程を反映しているのでこれらの範疇からくる拘束条件は補助的なものだ。たとえば、混合がすすんでいない星の表面に見える s-プロセス元素は通常、これが少なくとも第3世代の星であることを意味する。最も稀なる元素はしばしば大きな情報量をもたらすものである。なぜなら、それらは非常に特殊な条件下で作られるからである。すなわちそれが軽元素である (Audouze & Tinsley 1974)。

最近の発展を強調しながら、いろいろな場所における核合成についての理論的なアイデアを簡単に説明すると次の通りである。

3.5.1 Big Bang ビッグバン

軽元素 D、 ^3He 、 ^4He 、そして ^7Li の相当部分は低密度宇宙の標準的なビッグバンで作られた可能性がある (Wagoner et al. 1967, Wagoner 1973)。ビッグバンの物理的条件に関するもっとも単純な仮定を修正すると非常に異なった核合成が起こるかも知れない (たとえば Gott et al. 1974, Wagoner 1974, Epstein & Petrosian 1975, Yahil & Baudet 1975)。それゆえ宇宙初期の元素組成から強い宇宙論的な拘束条件をうまく導くことはできない。D を他のプロセス、特に超新星の衝撃 (Colgate 1974) であるが、それで作れる可能性は非常に小さい (Reeves 1974b; Weaver & Chapline 1974; Epstein et al. 1974, 1976)。

3.5.2 Interstellar Medium 星間物質

宇宙線による星間原子の破碎は ^6Li と ^9Be の観測されている元素量、そしておそらく ^{10}B と ^{11}B も確かに、そして少なくとも ^7Li のいくらかについては充分によく説明できる (Reeves 1974a)。

3.5.3 Red Giant 赤色巨星

^{13}C 、 ^{14}N 、s-プロセス元素のような多くの第2代元素と、多分 ^7Li は燃焼殻と赤色巨星のエンベロープで作られ、星風あるいは惑星状星雲となって放出される (Truran 1972; Wollman 1973; Langer et al. 1974; R. K. Ulrich 1974; Iben 1975a,b; Audouze et al. 1975a,b; Dearborn et al. 1976; Clayton et al. 1961; Sanders 1967; Schlesinger 1974; Sackmann et al. 1974; Scalo & Ulrich 1973)。その場所、星の質量、進化段階の詳細はよく理解されていない。現在の理論的問題は、ヘリウム核とシェル・フラッシュで、およびマスロスの起こる段階で H と He に富む層の間の混合の程度を含んでいる。

3.5.4 Novae 新星

新星爆発は ^{13}C 、 ^{15}N 、 ^{17}O のような熱い CNO-サイクルの起こる場所かも知れない (Starrfield et al. 1972, 1974; Audouze et al. 1973)。

3.5.5 Supernovae 超新星

超新星での爆発的な核合成は ^{20}Ne から ^{56}Fe まで、そしてもっと重い r-と p-プロセス元素の SAD を説明するものと信じられている (Arnett 1973, Schramm & Arnett 1973)。いくつかの軽元素が超新星のエンベロープの衝撃波で大量に作られるかも知れない (3.5.1 節の D の文献を参照)。爆発的核合成の理論は多くの元素の相対的組成を再現するのにかなり成功している。それにも拘らず、いくつかの重要な問題が残っている。

(a) 核反応率 (Fowler et al. 1975, Woosley et al. 1976) は多くの場合でよく分かっていない。特に核の質量や β 崩壊の寿命のような重要なパラメータが知られていないことで r-プロセスの計算が極端に不確実となっている。

(b) ほとんどの計算は明らかに真実からかけ離れた物理的条件、つまり、星の熱力学や流体力学を無視するようなことだが、それを考えている。現在の計算の大部分は流体力学的な自由落下の時間スケール、ピークの温度や密度、そして断熱膨張するような完全ガスの状態方程式といったあまりよく決まっていないパラメータを扱っている。Woosley et al. (1973) や Hainebach et al. (1974) のような計算はそのような粗いモデルの枠内で行い得る

極端な限界を表わしているように思う。同様に、H そして He に富む層での p-プロセス核合成の計算（たとえば Audouze & Truran 1975）は有望のように見えるが実際的な天体物理的状態を扱っていないようだ。爆発的核合成での大きな次の発展には、星の流体力学や熱力学（たとえばニュートリノの振舞）がもっと実際らしく含まれている（Schramm & Arnett 1975, Arnett 1975, Tubbs & Schramm 1975）新しい段階の計算が必要である。予備的な結果では C、O、Ne、Mg のようないくつかの共通した重元素が星の進化の間に観測されている比率で合成され得ることを示すのにとても有望である（たとえば Arnett & Schramm 1973）。

Table 2 Chart of nucleosynthetic sites

Elements	Canonical		Quiet phases		Explosions or flashes		
	Big Bang	GCR ^a	Low-mass stars	Massive stars	Red giant flashes	Novae	Supernovae
H	X						
D	X						X(??)
³ He	X		X		X		
⁴ He	X						
⁶ Li, ⁹ Be, B		X					
⁷ Li	X	X(?)			X		
¹² C, ¹⁶ O			X	X			X
¹³ C			X	X	X	X	
¹⁴ N			X	X	X		
¹⁵ N, ¹⁷ O						X	X
¹⁹ F, ²¹ Ne						X(?)	X
¹⁸ O, ²² Ne				X	X	X(??)	X
²⁰ Ne—Si				X			X
Fe peak							X
s-process			X	X	X		
r-process							X
p-process						X(?)	X

^a A few other elements such as ⁵⁰V (Audouze 1970, Hainebach et al. 1976) might be explained by GCR.

(c) それはおそらく $4 \leq M/M_{\odot} \leq 8$ だが、ある質量幅にある星が全部吹き飛ばすことなく、そこで大量の鉄を簡単には放出しないのだが、縮退した核で C 燃焼を起こせるかどうかまだ不確実である [たとえば Schramm & Arnett (1973) 中の Bruenn, Buchler, and Wheeler の論文、Arnett (1974) とその中の引用文献を見よ]。もし炭素爆発するように縮退するような星が進化の比較的初期の段階で充分マスロスを行なって C に富む白色矮星となって死ぬのであればこの問題は関係ないかも知れない。このようにして炭素爆発を避けることは白色矮星と中性子星の元の星についての経験的な証拠と一致している (Tinsley 1975d)。

表 2 にさまざまな核種の作られるもっともそれらしい場所をまとめた。図 2 には異なった質量の星からの寄与をそれぞれの星の質量分配比で表わしたものを図示する。図 3 はこれらの寄与を指数法則の IMF にわたって積分したものを表わしている。これらの図は最も良く見ても極端に模式的である；小質量星によって ⁴He と Z の enrichment が無視されている点は特にまったく間違っていることが分かるだろう。

進化モデルのわれわれの議論は元素の組成比は一般にモデルに依存するという形でそれらの合成比とは違うことを示すことになろう。観測と予言された比の比較はこうして核合成理論によるばかりでなく、他の進化の過程を反映したよく知られていないパラメータにもよるのである：これには次のようなものが含まれる。

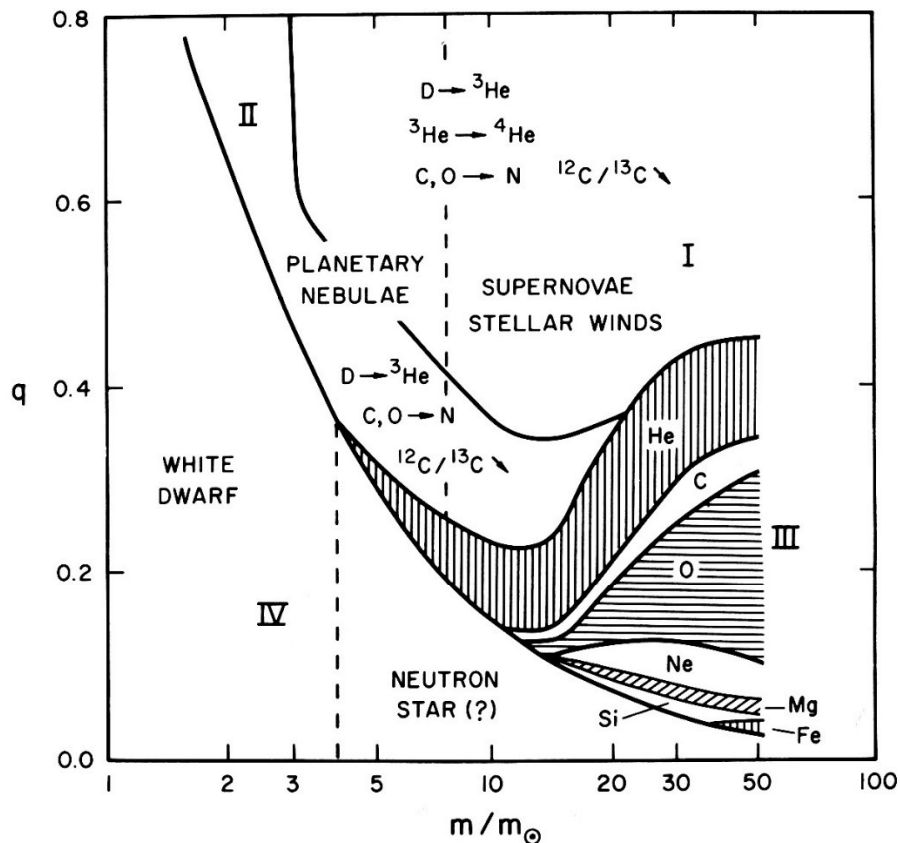


Figure 2 Illustrative, and highly uncertain, stellar mass fractions containing different elements at the time the mass is returned, via planetary nebulae, stellar winds, or supernovae, to the interstellar medium. Zones I and II retain most of the original stellar composition, except for some destruction of light elements (including complete conversion of D to ^3He in both zones, and ^3He to ^4He in zone I), conversion of ^{12}C and ^{16}O to ^{14}N , and enrichment in ^{13}C . In zone III, some He produced during H burning is ejected without further processing, as are heavier elements from later stages of nucleosynthesis. "Si" refers to elements from Si to Ca, and "Fe" refers to the iron peak elements. The material in zone IV is locked into remnants. This figure has been derived, with modifications based on other sources, from Talbot & Arnett (1973a, 1974).

図2 恒星の質量が惑星状星雲や星風、あるいは超新星などを経過して星間物質へ戻っていく時刻におけるいろいろな元素を含んだ恒星の、図式的な、そしてひどく不確実な質量率。層IとIIは、軽元素のいくらかの破壊（両層でのDから ^3He への完全な転換と層Iでの ^3He から ^4He への転換を含む）と、 ^{12}C と ^{16}O の ^{14}N への転換、そして ^{13}C のenrichmentを除いて、元来の組成をほとんど留めている。層IIIでは、H燃焼の間に作られたいくらかのHeが、核合成の後段から出る比較的重い元素がそうであるように、それ以上の過程を受けずに放出される。“Si”はSiからCaまでを表わし、“Fe”は鉄ピーク元素を表わす。層IVの物質は残骸の中に閉じ込められる。この図はTalbert&Arnett(1973a,1974)から作ったが、他の文献に基づいて修正した。

- (a) 恒星化 astrartion [これは有効性の順に壊れる: D、Li、Be、Bそして ^3He (Fowler et al. 1967)]、
- (b) 流入 (enrichmentの相対的な率に影響して新鮮な宇宙初期の元素をもたらすだろう)、
- (c) IMF ($^{12}\text{C}/\text{Fe}$ のようなある比が大きく依存するところの一図2参照)、そして
- (d) 時間尺度 (放射性同位元素に強く影響する)。

これらの敏感な元素の核合成が理解されている範囲では、それらは勿論進化過程を探るとても貴重な手懸かりである。

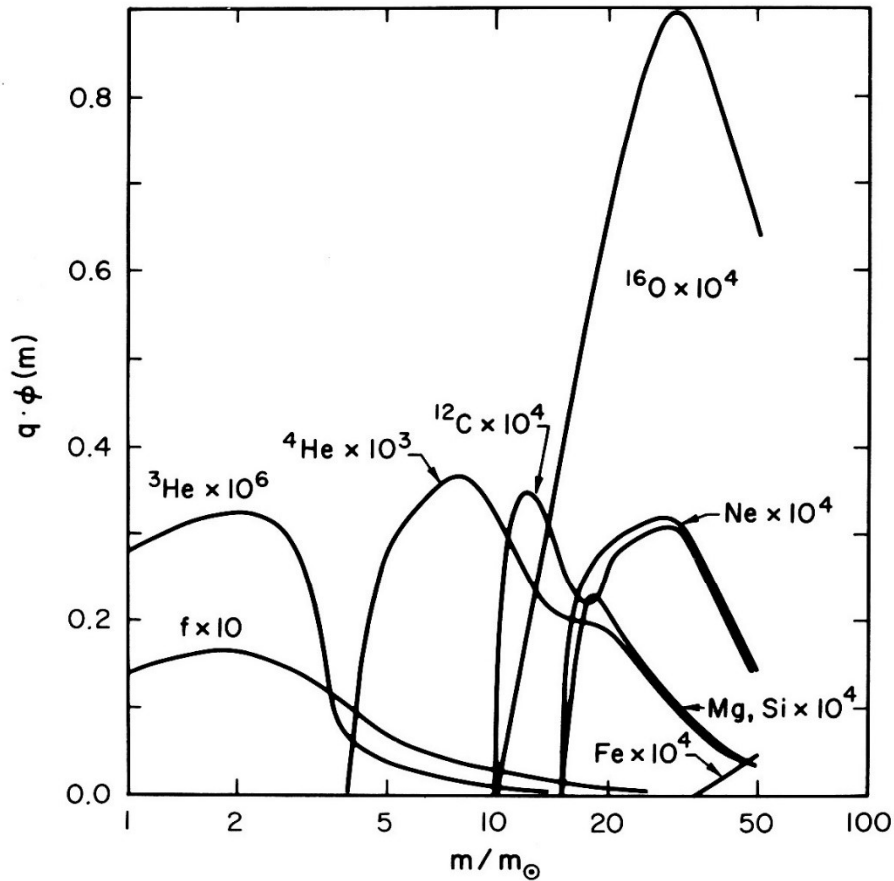


Figure 3 Relative contributions to enrichment in various elements, from stars of different masses; this figure was derived from Figure 2 using an IMF adopted by Talbot & Arnett (1973a): $m(dN/dm) = 0.25(x-1)m^{-x}$ ($m > 1M_{\odot}$) with $x = 1.55$. Clearly the quantities illustrated here are to be regarded as highly schematic. The curve labeled "f" gives the contribution of each stellar mass to the total amount of mass ejected by a generation of stars. An estimate of the enrichment in ^{14}N may be obtained by multiplying f by $\sim 1.2 \times 10^{-3}$ (Talbot & Arnett 1973b), and that in ^{13}C by multiplying f by $\sim 3 \times 10^{-5}$ (Audouze et al. 1975a).

図3 異なった質量の星からのさまざまな元素の enrichment への相対的な寄与；この図は Talbot & Arnett (1973a) によって採用された IMF を使って導かれた： $m(dN/dm) = 0.25(x-1)m^{-x}$ ($m > 1M_{\odot}$) で $x = 1.55$ 。明らかに、ここで描かれた量はまったく模式的と見なされるべきである。“f”の曲線はある一世代の星によって放出された質量の全量に対する個々の恒星の質量の寄与を与える。 ^{14}N の enrichment の推定はfに $\sim 1.5 \times 10^{-3}$ (Talbot & Arnett 1973b)をかけて得られ、 ^{13}C ではfに $\sim 3 \times 10^{-5}$ (Audouze et al. 1975a)を掛けて得られるだろう。

4 The Nature of Evolutionary Models 進化モデルの性質

4.1 Framework 全体構成

2章と3章で概観した材料は、1章でなぞったように銀河進化の絵図にはめ込まれる。現在のその状態を見る前に、枠の設定を行なっておこう。図4はいくつかのプロセスとその構成員がどのように互いに影響し合うのか、また観測されたパラメータに如何に関係しているかを模式的に表わしている。

読者各自がその専門性をこの図式のどこかに結び付けることができる。銀河の中、あるいは銀河の間にある全てがその進化に関係しているからである。

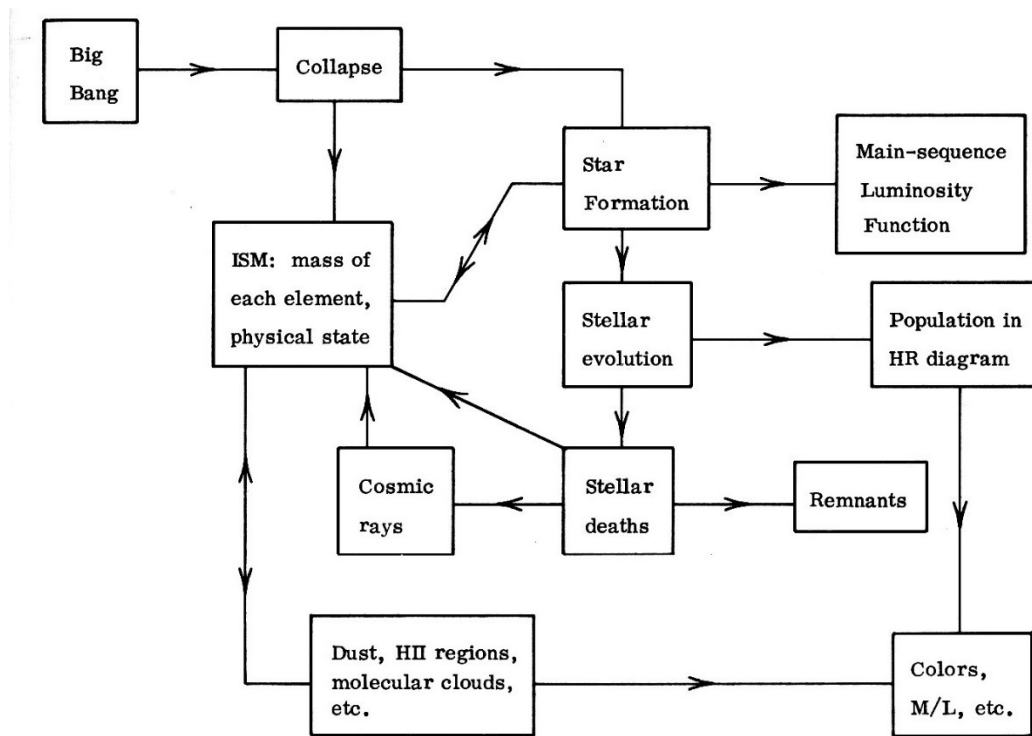


Figure 4 Flow chart, as a guide to the relations between some processes and quantities that affect galactic evolution or that may be observed as constraints on evolutionary models. The arrows indicate the following processes: Starting from protogalactic gas, stars are born, evolve, and die; they can be observed individually if they are nearby or, otherwise, in integrated light. Stellar deaths release again gas with changed composition to the interstellar medium (ISM) and perhaps produce cosmic rays, which give rise to interstellar nucleosynthesis. The mass and physical state of the interstellar medium affect the stellar birth-rate as well as the observed colors and luminosities (by gaseous emission and extinction by dust). Gas flows and stellar motions to and from the system under study are not indicated, but may be very important.

図4 銀河の進化に影響するか進化モデルへの条件として観測されるかも知れないいくつかの過程と量の間の関係への案内としての流れ図。矢印は次のような過程を指す：プロト銀河ガスから始まり、星が生まれ、進化し、そして死ぬ；もし近くにあるか、さもなければ合成された光でそれらは個々に観測される。星の死によって組成が変化したガスは再び星間物質（ISM）へ返って行って多分宇宙線を作るが、それは星間での核合成を生じる。星間物質の質量と物理状態は観測された色や光度（ガスの放射と塵による減光による）と同じように星の誕生率に影響する。考えている系への、またこの系からのガス流と恒星運動は示されていないが、非常に重要だろう。

4.2 Analytical Approximations 解析的近似

近似的な解析モデルを主系列の進化パターンを予測したり、モデルの仮定やパラメータの効果を探ったりするのに使うことができる。注意深く解析的な調査をすれば、込み入ったモデル（ここでは主要な因子が詳細になることによってぼけてしまうかもしれない）からやたらに一般的な結論を引き出す危険性を予め考えることができるだろう。歴史的な文献は Pagel & Patchett (1975) と van den Bergh (1975a) に引用されている。ここではこの課題の短いまとめだけを与える。というのは、太陽系近傍における化学進化への解析的方法と応用が Tinsley (1974b, 1976) と Pagel & Patchett (1975) によって論議されているからである。このため、最も単純なモデルに限定する。なぜならこれらのモデルから重要で非常に一般的な結果が間違いなく導びかれるからである。もっと入念なモデルの公式と結果の導出は上記の著者が引用した文献や 5 章で引用するいくつかの論文に見つけることができる。

非常によく知られた数学的近似は即時循環 instantaneous recycling (Talbot & Arnett 1971) で、有限な恒星の寿命は無視される：恒星を、実質的に永久に生きながらえるもの ($m \lesssim 1 M_{\odot}$)、そして生まれたとたんにおそらく死んでしまうものに分ける。そこで死んでいく星がガスを星間物質に返す率と核合成率(第 1 代と第 2 代元素)はある与えられた時間だけその時の誕生率と IMF に依存する。この近似は、太陽系近傍のほとんどの第 1 代元素 (いわゆる Z) の進化にはおそらくかなり正確である。なぜなら、

(a) 核合成は非常に短命の星で起り、

(b) 死んでいく星の大部分 (古い巨星も含む) は現在の星間での値と大きく違う金属量を持っているわけではないこと

が経験的に知られているからである。しかし、明らかにその近似は系統的な誤差を生じ、もし計算に白色矮星の形成率や ^{13}C や ^{14}N の放出 (約 10^{10} 年昔の太陽質量程度の星の誕生率に強く依存する) (Vigroux et al. 1976, Tinsley 1976) のような統計を用いたら明らかに間違いだ。

instantaneous-recycling 近似が与えられると、IMF だけに依存するいくつかのパラメータを定義するのが便利である。ここで R、"returned" fraction を質量 ψ のガスが星になった時に、質量 $R\psi$ が戻って行く (即座に) ように定義する；そして第 1 代元素の yield 歩留まり y を戻って行ったガスが質量 $y(1-R)\psi$ の新しく合成された第 1 代生成物を含んでいるとして定義する。質量 $(1-R)\psi$ は「永久に生き続ける」星に閉じ込められ星の遺骸 (白色矮星、中性子星、...) となる。このようにある与えられた元素の歩留まり y とは、星や遺骸に閉じ込められたガスの収支後の質量に対する合成されそしてガスへ放出されたその元素の質量の比である。局所的な IMF では、 $R \sim 0.2$ で $y \sim 0.01$ と見積もられている (たとえば Talbot & Arnett 1973a)；両方の数値は共に IMF と核合成における不確かさのためにとっても雑にしか決まっていない。

instantaneous-recycling 近似によって系のガス含有量によって組成量の化学進化の方程式を解けるようになったが、そこには時間はあからさまには現われない (もちろん放射性元素は除く)。2つのモデルの結果は次の章で役立つ：

(a) いわゆる「シンプル」 simple モデルは一様でかつ一定の IMF をもった金属を含まないガスが初めにあるという閉鎖系の仮定に基礎を置いている。この場合、Searle & Sargent (1972) が最初に示したように、

$$z = y \ln \mu^{-1}, \quad (1)$$

で、ここで μ は系のガスの割合である。

(b) もう少し混み入った「流入」 infall モデルでは、星の誕生率に等しいと (簡単化のため) 仮定された率で金属を含まないガスが入ってくるとするが、Larson (1972) によって最初に

$$z = y(1 - e^{-\nu}) \quad (2)$$

であることが示された。ここで

$$\nu = \mu^{-1} - 1$$

である。

数値モデルではまた、 Z は進化の時間尺度よりもガスの含有量（流入の総量やその他に関する仮定を含む）に主として依存する。その結果、モデルから予言される金属量の分布は星の形成と enrichment に対して仮定された率には非常に鈍感である。次の章では同じ基本的な仮定をおいた2つのモデルに対し instantaneous-recycling 近似によって与えられる Z 分布を考えるのが役立つだろう：

(a) シンプルモデルでは、組成比が $\leq Z$ を持った現在まで作られたすべての星の割合は

$$S/S_1 = (1 - \mu_1^{Z/Z_1}) / (1 - \mu_1) \quad (3)$$

で、 Z_1 と μ_1 はそれぞれ現在の金属量とガスの割合である。

(b) 流入モデルでは、その分布は

$$S/S_1 = -\ln[1 - Z(1 - e^{-\nu_1})/Z_1] / \nu_1 \quad (4)$$

で、 $\nu = \mu^{-1} - 1$ である。

方程式(1)、(2)は様々な範囲の物理的仮定に基礎を置いたモデルで（解析的にも数値的にも）確かになっている結果を示している：第1代元素の組成量はその歩留まり y に比例し、量にしたがって（in order of magnitude 意味不明）歩留まり y に等しく、その元素量はそれが生まれた星によって生じた総量（たとえば μ で測る）にやや依存する。第2代元素は下で議論する。

Serale & Sargent (1972) は最初に方程式(1)のような予測は、（大部分の）系外銀河における組成が、 μ の値はオーダーでの違いがあるにも拘らず、ほんの少ししか変化しない理由を説明するかも知れないということを強調した。

これらの結果はある与えられた星の形成過程が銀河の enrichment へいかに寄与するかを見積もる方法を提供する：この過程はその歩留まり y のオーダーで元素量に寄与するだろう。歩留まり y の値は、化学組成に影響するような詳細なプロセスに関する仮定と独立に作ることができる生成と組成との関係について最もよい見積もりを与える。特に、現在の enrichment 率と銀河の年齢と過去においては異なった率であったことを考慮した因子を掛けて推定するよりも、歩留まり y を使った方が安全である⁸。

⁸ たとえば、II型の超新星が放出する平均的な炭素量 cM_{\odot} を考え、現在の星間の炭素組成量、質量で $X = 0.0025$ を得るのに要する c の値を見積もってみよう。例示するため、II型の超新星爆発の現在の局所的な値 $10^{-1} \text{ pc}^{-2} \text{ yr}^{-1}$ を採用し、現在のネットの誕生率 $10^{-9} M_{\odot} \text{ pc}^{-2} \text{ yr}^{-1}$ を採用する。すると炭素の歩留まりは

$$\begin{aligned} y &= (\text{年間に放出される C の質量}) / (\text{年あたり形成される星のネットの質量}) \\ &= 10^{-11} c / 10^{-9} = 0.01c \end{aligned}$$

となる。 $X \sim y$ と仮定して、 $c \sim X/0.01 = 0.25$ が必要となる。ここで不幸にも文献に使われている方法から得られた結果と比べてみよう：局所的なガス含有量が $10M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$ とすると、現在、 $dX/dt = 10^{-11}c/10$ ；そこで平均的な過去の超新星率が現在の10倍だったと仮定し、銀河系の年齢に 10^{10} 年を採用すると、最終的に

$$X = 10 \times 10^{10} dX/dt = c/10$$

となり、 $c = 0.025$ が必要な値となる。歩留まりから導いた値よりファクター10小さい。

4.3 Numerical Models 数値モデル

数値的（計算機的）モデルは解析的近似よりしばしばずっと有益であり、instantaneous recycling のような仮定から生じる系統的誤差を避けることができる。その上、（たとえば）力学的なモデルから与えられる星の誕生率をまとめあげて HR 図上の星の種族を計算するのはかなり容易である。さまざまな著者によって使われた手法は5章と6章に引用した論文に述べてある。Truran & Cameron (1971) は彼等の影響力を持った初期の数値モデルに使われた方法を余すところなく議論している；Talbot & Arnett (1973a) は如何に彼等が組成量の詳細な計算を成し遂げたかを書いている；そして Tinsley(1972) と Larson & Tinsley (1974) は測光的特性が如何に計算されるかを述べている；一般的手法は Tinsley (1975a)にレビューされている。数値的方法には複雑なことは何もない— 努力の全ては誕生率や、核合成、流入、色、あるいは何か他の成分、そして興味ある過程などに関する入力「データ」を決めることに注がれる。以前に言ったように、数値的な正確さと物理的なそれらしさを混同することに気をつけなければならない。入力量はあまりよく分かっていなくて最良でも模式的な結果以上ではないからである。

5 Evolution in the Solar Neighborhood 太陽系近傍における進化

ここで言う「太陽系近傍」とは銀河系内の現在位置にある太陽の周りの「局所的なプール」ではなく、銀河系が誕生してからずっと局所的な物質が作用してきたところのより大きな「核合成プール」のことである。そのプールは鉛直方向の運動によってそこまで運ばれた星を含むまでに銀河面に広がり、銀河系内の太陽の軌道の周りにのびている。興味ある物質の大部分はほとんど円軌道（銀河面に投影して）なので、半径方向の広がり約 1 kpc の円柱状の殻を考えるのが便利である；星とガスはこのプールの内外を動いて行く。次の議論の大部分では、この領域の非一様性は平均化されると仮定し、進化計算ではこの円柱の平均した単位面積で表わすことにする。特に銀河的スケールで見積もりがある（たとえば超新星の発生率を他の銀河と比べる）のでなければ、銀河系全体の進化にスケールを延ばす際に入りこむ非常にあやふやな因子を避けることが望ましい。

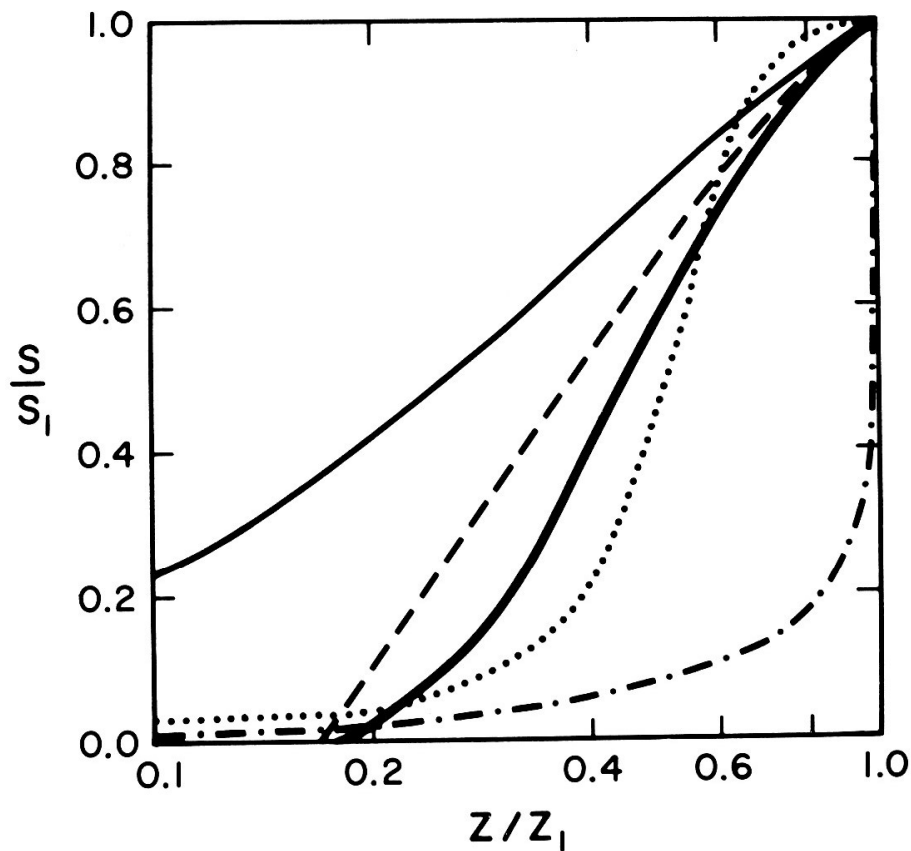


Figure 5 Metallicity distributions. S/S_1 is the fraction of G-K dwarfs in the solar neighborhood with metal abundance less than Z , where Z_1 is the present interstellar abundance (except as noted below). *Heavy line*: schematic representation of the data after removing an estimated dispersion due to observational errors (after Pagel & Patchett 1975). *Light solid line*: the “simple model” [Equation (3)]. *Dashed line*: effect of a finite initial abundance, $Z_0 = 0.17 Z_1$. *Dash-dotted line*: an infall model [Equation (4)]. *Dotted line*: the infall model with a log gaussian distribution of Z at all times, with $\sigma(\log Z) = 0.2$. In this case, Z_1 is the value at which $S/S_1 \approx 1$ (cf Tinsley 1975a).

図5 金属量分布。 S/S_1 は Z より小さな金属量の太陽近傍の G-K 矮星の割合である。ここで Z_1 は現在の星間での元素量である（下で述べるようなものを除いて）。太線：観測誤差によると思われる分散を除いたデータを模式的に示したもの（Pagel & Patchett 1975 による）。細い実線：「シンプル」モデル [方程式(3)]。破線：有限な初期組成の効果、 $Z_0 = 0.17 Z_1$ 。一点破線：流入モデル [方程式(4)]。点線：全ての時間にわたって $\sigma(\log Z) = 0.2$

の対数的なガウス分布の Z を持った流入モデル。この場合、 Z_1 は $S/S_1 \approx 1$ における値である (Tinsley 1975a を見よ)。

5.1 The Metallicity Distribution 金属量分布

局所的プールに対しモデルへの最も重要な束縛条件は G-K 矮星の Z 分布を説明しなければならぬことである。この条件は非常に厳しいものだ。なぜなら、最初に van den Bergh (1962) と Schmidt (1963) が述べたように、上記の「シンプル」モデルの予想 (閉じ込められた状態であること、初めに金属を含まないガスがあり、IMF が一定、そして一様という仮定に基づく) が全く合わないからである。方程式(3)で与えられる分布を図5のデータと比べる。図5ではシンプルモデルが観測されるよりずっと多くの金属欠乏星があると予想することを見てとれる。4章で説明されているように、その問題は初期の enrichment が非常に急激だったという要請を課すだけでは解くことはできない。なぜなら、予言される分布はモデルの時間尺度にまったく敏感でないからである；もし IMF と効率 y が一定で、いかに早く星が生まれようとも、同様の数のまだ enrich していない星が次の世代を enrich する大質量星と一緒に生まれるだろう。シンプルモデルを規定する見たところ直感的な要請を1つかそれ以上落とさなければならないということになる。この「G-K 矮星問題」への解答は Pagel & Patchett (1975), Trimble (1975), van den Bergh (1975a), and Tinsley (1974b) がレビューしている。それは2つのカテゴリーに分かれる：

- (a) 金属不足の長命の星ができることを許すのか、それとも
- (b) そのような星は太陽近傍の外に位置している、とするかである。

5.1.1 Prompt Initial Enrichment 急激な初期富裕化

ここで銀河円盤ガスは太陽近傍で長命の星が形成される前の初期の段階で enrich していたと考えてみよう。こんなことが起これば、図5で初期値 $Z_0 = 0.17Z_1$ がシンプルモデルに追加されたというモデルで例示したように、 Z 分布とずっとよく合うのである。いくつかのモデルでは、早い時期に IMF が大質量星で大きかったか (Schmidt 1963, Kaufman 1975)、あるいは小質量星で小さかったか (Biermann & Tinsley 1974)、ないしはその両方だった (Quirk & Tinsley 1973) ということを許せば、急激な初期富裕化 prompt initial enrichment が達成される。このような変化によって効率 y は大きくなりシンプルモデルよりも金属不足の長命の星の割合が少なくなる。 Z 値が現在の値のかなりの割合に達するまで $1M_{\odot}$ 以下の星が生まれたということを許さなければ、任意の少数のそのような星をそのモデルで予言することができる。昔は IMF が大質量星では相対的に大きかった可能性についていくつかの議論がなされている；たとえば、もし星間雲が重元素が減少した場合にあまり効率的に冷やされなければそのジーンズ質量はより大きくなるはずで、星生成の質量の極大値は金属が非常に不足した状態ではより大きくなるであろう (例えば Larson & Starrfield 1971, Kahn 1974)。

別の種類のモデルでは、局所的なプールを作ったガスは銀河系がこの地点に到達する前に enrich していたのだ；たとえば Ostriker & Thuan (1975) のモデルでは、ハローの大質量星が超新星となり放出した物質が円盤部に落ち込んでガスを急激に富裕化 enrichment した。Truran & Cameron (1971) は、彼等のモデルでは初期富裕化 initial enrichment は外にある銀河形成前の大質量星の爆発によって引き起こされたことになっているので、両方の考え方をとり入れた。

5.1.2 Metal-Enhanced Star Formation 金属が豊富に含まれる恒星の形成

もし周囲を取り巻くガスより大きな Z を持って星が誕生するならば、その Z 分布問題は軽減される (Searle 1972, Talbot & Arnett 1973b, Talbot 1974) が、しかし他の何か急激な初期富裕化の元がないとすると、この過程で問題を完全に解決するには昔は非常に大きな非一様性があったことが必要だ。

5.1.3 Infall 流入

ここで局所的プールが閉鎖系であるという仮定を落とし、星の生成によって系の中のガスの全質量は現在の値よりそう大きくないままに保たれたものの、その全質量は金属不足のガスの流入によって上昇したと考えよう。流入がある解析的モデル（4章で与えた例のような）が Larson (1972), Pagel & Patchett (1975), Tinsley (1974b), and Lynden-Bell (1975)らによって考慮され、数値的モデルは例えば Biermann & Tinsley (1974) and Ostriker & Thuan (1975)が考えた。普通、流入ガスは宇宙初期の系外物質と同定されてきたが、最近の研究者は外を取り巻くハローにある星が失ったガスの流れと考えている。これらのモデルでは円盤部は現在の全質量よりずっと小さなガス塊から出発する；そのため初めの星形成でかなり急激に Z が大きくなり、現在の全質量ではなく、初期の全質量だけに比例した数の金属不足の小質量星が残される；こうしても m_{e} がずっと現在の全質量の ~ 0.1 ならば、金属不足の星の数は 10 倍のファクターで下がる。たとえば、方程式(4)によって予言される分布が図 5 に示されている。もう一つの問題が今起こっている：厳密に言えば、このモデルでは金属不足の星は極端に少なくなってしまうが、次のような理由からこれはこの種のモデルにとって困ったことではない：ある任意の時刻に形成された星はちょうど平均的なガス量 $Z(t)$ を持っているのではなく、 $\log Z$ の分布（2.2 節）であることが経験的に知られている。それ故、厳密に様なモデルは Z 分布の広がりを通りに評価する。図 5 は、流入モデルがただちに予測する不均一性を表す Z 分布の畳み込みの効果も示していて、その結果は観測された分布 (Tinsley 1975a) とうまく合う。しかし元々の分布を考えてみればシンプルモデルは救い難い。それはすでにあまりに幅広い分布を予言するからである。

流入モデルの予言をテストするのは興味深い。なぜなら化学進化にとって重大な率で流入が起こるかも知れないと信ずるにたる観測的理論的理由があるからである(3.1 節)。ここで引用した流入モデルの多くの特徴は Searle (1972) と Larson (1972) が提唱したように銀河形成の力学モデルの化学的振舞を非一様な収縮 (Larson 194a, 1975) によって近似している。

星の金属量を説明する多くの別の（そして互いに排他的ではない）仮説に直面して、我々はプロセスが重要であるもっと巧妙な決定法を見出さなくてはならない。結局、アップリオリな理論的議論がどのようなプロセスで起こるかを定めることになるかも知れないが、今までは特別なモデルを支持して結論的な証拠を出すことはなかった。次に時間依存性に基づいた束縛条件と組成の詳細について記す。

5.2 The Time Dependence of Z Z の時間依存性

信頼性のある星の組成と年齢を見積もる際には様々な困難があるため、単に、最も若い星に対する Z は最も老齢な円盤星の 2 倍以上ではないとしか言えない。このやや緩やかな条件でさえ単純な予言との興味ある矛盾点を教えてくれるかも知れない。その予言では enrichment 率は計算された効率 y (Talbot & Arnett 1973b)、現在の星の誕生率、そして太陽近傍の現在のガス含有量から見積もられる：即ち、 Z は約 3×10^9 年 (Tinsley 1974b) の間に倍化されるはずだ。矛盾点は全く幻覚である。効率 y 、誕生率そして「ガス」含有量（あまりよく分かっていない水素分子の寄与を含んでいる）は最低 4 のファクターの誤差を許すほどに不確実だからである。にも拘らず急激な初期上昇のあと円盤部のガスで Z がゆっくり大きくなっていったことを説明するためにいくつかの仮説が出されている。

たとえば、金属不足のガスの流入は星の enrichment を薄める。もし流入率が誕生率に同程度ならば、 Z は効率 y のオーダーの平衡値へ近づいていく [単純な例として方程式(2)を参照]。事実、もし Z が円盤部の寿命の間に定常的に大きくなっていくなら、望ましい流入モデルではガス含有量がついに減少する（誕生率が流入率を越える）というもので、 Z は平衡になるようにというより寧ろ上がっていく（たとえば Lynden-Bell 1975）。

富裕化 enrichment を下げる他の方法が提唱されている（たとえば Truran & Cameron 1971, Tinsley & Cameron 1974）。

5.3 Ratios of Primary Abundances 初期の元素量の比

第 1 代元素の比を決定する多くのプロセスは進化モデルよりずっと大きく核合成に依存している。このため Arnett (1971) や Truran & Cameron (1971) の初めの頃の論文やその後の研究 (3 章) で強調されたように、元素組成比は核合成の理論を試すのに利用できるが、それは強いモデルの拘束を与えるものではない。原子核時計の放射性元素の崩壊 (3.2.2 節) は例外である。それらの相対組成比は誕生率と太陽系が作られるまでの経過時間に強く依存しているからである。Schramm (1974) は太陽系物質の最近の enrichment は隕石が凝固する前の $\sim 10^8$ 年に起ったという証拠をレビューしている。この時間は 2 つの渦状腕が通過する間の時間と解釈できる (Reeves 1972b)。長寿命の同位元素からいくつかの束縛条件をセットすることができるが、r-プロセスの核合成が、特に U の同位元素では不確かさのために、太陽系が誕生した時の円盤部の年齢を決めるその下限値は非常にゆるやかである (Schramm 1974)。一方、この年齢にはモデルから独立した上限値はないことが示されている (Tinsley 1975b)。ある与えられたモデルでは、たとえ計算された原子核時計の相対組成をこのモデルのパラメータの拘束条件として使うことができるとしても、生成率と観測された元素量の不確かさを考慮すれば、その条件は非常に厳しいものではない。もう一つのアプローチは、モデルとは独立に非常に寿命の長い元素の組成比から観測的に導くことができる量であるが (Schramm & Wassenburg 1970, Tinsley 1975b)、ガス中の元素の平均的年齢をモデルの中で計算することである。

5.4 Secondary Abundances 第 2 代元素の比率

Truran (1973b) によって強調されたように、いろいろな化学進化モデルがそれぞれ異なった第 1 代元素に対する第 2 代元素の比率の進化を予言する。instantaneous recycling と Z に比例した第 2 代元素の効率 y (すなわち第 1 代元素種に比例する) を持ったシンプルモデルでは、第 2 代元素は Z^2 のように変化するが、もっと現実的なモデルでは修正される。金属不足ガスの流入があると、すべての元素量は平衡値へすむ傾向を見せ、流入によって円盤部の質量を大きく増加する前に形成された数少ない金属不足の星を除いてその比は変化しないと予想される。第 1 代元素の効率 y がブラックホールの生成によって減らされているようなモデル (Truran & Cameron 1971) では、Z は非常にゆっくりと変化するだろうが、星の外層部で作られる第 2 代元素の組成量はずっと早く上昇する。[これらのモデルの特性を例示する解析的近似は上記の Tinsley (1975b) で俯瞰した方法で導かれている。]

しかしいくつかの理由から、これらの直接的な予言を簡単なやり方でモデルをテストするのに使うことはできない。まず、もし第 2 代元素が長命の主系列星を先祖とする赤色巨星の中で主として作られるとすると、Z に相対的なその組成は即時リサイクル instantaneous-recycling 近似の場合よりゆっくり大きくなっていく。次に、いくつかの組成比 (たとえば $^{13}\text{C}/^{12}\text{C}$) は生成率が近づくにしながら飽和効果を示すであろう。3 番目に混みいつている点はある決まった年齢の星の Z にばらつきがあることから生じている。そのような研究に応用できる例として、鉄に対する s-プロセス元素の組成量と Fe/H の相関を考えよう (Huggins & Williams 1974 が見出した)。サンプルの Fe/H のばらつきが年齢の広がりかあるいはガスの非一様性に原因があるのかわからない; もし後者が正しいければ、s/Fe との相関は、星間物質が (種となる Fe がたくさんあることとこの富裕化したガスを他の星で使うことのために [さらに Tinsley 1976 の議論を見よ]) s-プロセス元素が多くなった星からの放出物質とあまり混合していなかったことを示すだけである。

いくつかの特別なモデルと第 2 代元素の組成が研究されており、例えば CNO の同位元素について Wollman (1973), Audouze et al. (195a,b), and Vigroux et al. (1976) が、s-プロセス元素について Schramm & Tinsley (1974) が、 ^{14}N について Talbot & Arnett (1974) によって行なわれた。年齢や運動状態が分かっている星のセットにもっと

たくさんのデータ（特に同位元素比）の要望が高まっており、系統的な傾向の相対的な重要性和分散の効果が分離できる。結局、第1代元素に対する第2代元素比は進化モデルへの非常に有用な拘束条件となるだろう。

5.5 *The Light Elements* 軽元素

これらの元素（D、³He、⁴He、⁶Li、⁷Li、⁹Be、¹⁰B、¹¹B）は特別に考慮するのに値する。なぜならおそらく重元素とは異なった別の場所で作られ（ビッグバンと星間媒質が主）、通常は星の中を通る過程で破碎されるからである。それ故、化学進化のプロセスに非常に違った拘束条件を課すことになる。Reeves (1974a) がこの問題を詳細にレビューしているので、いくつかの最近の発展と進化モデルの選択に関連した点についてだけ記す。

5.5.1 Helium-4

大部分の⁴Heは宇宙初期のものであるが、いくらかは近似的に $\Delta Y \sim 3\Delta Z$ （これは予言されている星の効率 y とコンシステントである）のように Z と共に作られたかも知れないといういくつかの試験的な証拠を上で記した。この可能性のひとつの結果は Z の進化（2.2節）を導く際にさらに系統的な不確実さが複雑化することだ。ある星の年齢と成分を決定する際の全てのステップが Y に系統的に影響されているからである。

5.5.2 Deuterium

もしDが宇宙初期の起源ならば（3.5節）、モデルに関する有用な拘束条件はガスの大部分が星になることは決してできないということである；さもなくば、観測されたD/Hは、宇宙の密度の最小見積りと合致しない（正統的なビッグバンの仮定を採用すると）ような、宇宙初期が非常に大きな値であったことを暗に意味する。いくつかのモデルに対する拘束条件を Audouze & Tinsley (1974), Tinsley (1974b) が特別に研究している。もしDが銀河系内で作りうるものであるか、あるいはビッグバンの条件がずっと多くのDができるようなことを許す（3.5節）ようなことで正準なモデルと違っていただければこれらの拘束条件はもちろん見当違いである。

化学進化のモデルと独立に、Dの組成量（D/H）はもしDが星の中で作られるならば Z と共に大きくなるが、もし宇宙初期の起源ならば Z が大きくなれば減少することが予想される：これらの相関は時間の関数として、そして現時点の組成量の傾きに対して保たれる（Ostriker & Tinsley 1975）。D/Hと Z の相関についての確固とした観測（たとえば銀河系での傾き）はそれ故にDが銀河の進化の最中に大部分が作られたのか、あるいはほとんどの金属が合成される前であったかどうかを教えてください；このテストはビッグバンで作られたのか最初の世代の星で作られたかを区別することはできない。Penzias et al. (1976) による銀河系中心でのDCNの最近の観測（DCN/HCN $\sim 10^{-3}$ ）ではこれらの中心領域の進化に重要な結果を持っており（Audouze et al. 1976）、最近再びDによって満たされたことを示しているようだ。

5.6 *Conclusions for the Solar Neighborhood* 太陽系近傍についての結論

現在最も強く求められているのはより多くのデータが選択や解釈の系統的な誤差からまぬがれ、化学進化に影響する可能性のあるプロセスを仕分けるのを助けることであろう；元素量データと力学とそれとの相関的の双方について、特に要望されていることを上で述べた。さらに理論的な研究、特にモデルパラメータ（たとえば急激な初期富裕化、流入、金属に富んだ星の生成）として基本的に導入されたプロセスが実際の物理的状態を表わしているのかどうかを見出す研究をする余地もある。予想と観測との間の注意深い突き合わせが将来の研究を計画するうえでも現在の結果を解釈するうえでも要求されている。文献を見ると、観測屋は彼等のデータとモデルを比較する際に付きまとう不確定さに気づいていないようであるし、一方モデルを作る人たちは「観測された数値」をあまりに無批判に扱う傾向がある。

6 Chemical Evolution of Galaxies 銀河の化学進化

この章の目的は化学進化について理解されていることを銀河全体に広げることである。太陽近傍で出くわした理論的あるいは観測的な複雑さより一層混み合っているために、銀河進化のモデルは必然的に不完全であるか予備的である。それ故にいくつか影響の大きい有望なアイデアを選んで概観し、説明すべき多様な現象によって悩まされているいくつかの問題を議論する。

6.1 Spheroidal Systems スフェロイダルな恒星系

スフェロイダル（回転楕円状）な恒星系 — 楕円型銀河、渦状銀河のバルジとハロー成分、そして球状星団 — の光度の大部分は非常に古い星からのものである；それらの化学的特性は疑いもなく形成過程の証拠を荷なっている。（この章で述べられるモデルの多くはあからさまに楕円型銀河を引合いに出しているが渦状銀河のスフェロイダル成分の研究にも同じように応用できることに注意。）

楕円銀河の形成についてはいろいろな性質の異なったモデルがあって、それぞれに特徴的な表面輝度プロフィールを説明するのに表面的には成功している。ある極端なものでは、恒星の生成は円盤部で起こり、楕円型銀河は円盤部の衝突から生まれる（Toomre 1974, 1975）。別の極端なものでは、大部分の星の形成はプロト銀河が収縮する前に起こったという仮説を立てている；こうして現在の分布はガスの消散なしに起こった重力収縮を反映している（Gott 1973, 1974, 1975; Gott & Thuan 1976）。第3番目の例では、いくらか他両者の中間的であるが、星は当初はガスのであったプロト銀河の重力収縮の間に起こり、それで現在の分布は部分的にガスの散逸の効果に依存している（Larson 1969, 1974a, 1974c, 1975）。最後の場合でだけ化学組成の分布についていくつかの詳しい予言が行われた。

6.1.1 Composition Gradients 組成の傾き

元素量の傾き、すなわち、中心に向かってZの相対的な enrichment は系が重力収縮する間の当然の結果である：比較的小さい半径のところで生まれた星は重力収縮の間に誕生した早期世代の星によってすでに enrich されているガスからできたものだ（Spitzer 1971, Searle 1972, Larson 1974a）。回転楕円型銀河のモデルは、遠心力によって流入が阻害されることがない短軸に沿って急激なZの傾斜があることを予言する（Larson 1975）。

これらの予言は定性的には上で議論されたように連続光の色や線強度の傾きと一致している。スフェロイダル系の形成に光を投げかけ得るさらなる観測は次の諸点を含む：

- 色、線強度、そして速度分散をできるだけ大きな半径に広げる。そのようなデータは重力収縮の始めの段階（たとえば Larson 1974a, 1975）と可能な M/L の傾きについてたくさんの情報を含むことであろう。
- 平板型銀河の長軸と短軸方向の傾き。長軸方向よりも短軸方向に沿って急激な傾斜があることをはっきりさせることは重力収縮の間に起こった星の生成とガスの散逸を伴ったモデルに強い支持を与えることとなろう。なぜなら、もし大部分の星生成が重力収縮の前に起るならば、その率は化学的富裕化に影響しないはずだからである。[校正での追加：Strom et al. (1976) は Larson モデルと合致した色の傾きを報告している。]
- スペクトル線の強度。これは SMR 星で異常に強いということはない。上で議論したように、これらの特徴と連続光の色を用いた研究では多くの元素の組成にある傾きのせいなのか、それとも「SMR」現象を引き起こす元素（おそらく窒素）単独の傾きのせいなのかを区別することはできない。種族合成（たとえば Faber 1972, 1973; O'Connell 1975）は、非常に詳細なる研究が色とスペクトル線強度にある観測された傾きの理由を決定するのに要するということを示している。

スフェロイダル系の各部の組成比は、もし系の重力収縮の時間尺度が核合成に貢献する星の寿命に匹敵するな

らば SAD とは違って来るだろう。たとえば、炭素の収量の大部分が数億年の寿命の星から発生し、一方、鉄は数千万年の寿命の星でできるならば、C/Fe は重力収縮の初めにできた星では正常値より小さくなるだろう；しかし、もし鉄が長寿命の先祖を持った I 型超新星からやってきたならば、逆の傾向が起こることだろう。同様に、 ^{14}N のような第 2 代元素は正常の比例関係ではないかも知れない。これらの効果は個々の球状星団の詳細な研究で探ることができるであろう。

上で記したモデルは簡単化のために不変な IMF を仮定した。この仮定を使って計算した恒星種族の測光的特性は楕円銀河では合っているが、どのデータも化学進化に甚大な影響を及ぼす IMF のもっともらしい変動には敏感ではない。

(a) もちろん、重力収縮の間の核合成に関係する比較的大質量の星の生成率に関する直接の証拠はない：測光データは、現在も生きている星 ($\leq 1 M_{\odot}$) の IMF に対してかなり広がった傾斜で合っているが、それを大きな質量まで外挿すると大きく違った効率 y となってしまうだろう (Faber 1972, Tinsley & Gunn 1976, そしてその文献)。

(b) 効率 y はまた M/L 比による方法を除いて検出するのがむずかしいほどに暗い星の割合にも依存している。それゆえ、M/L と楕円銀河の質量に系統的な違いがあるか、あるいは M/L と中心からの距離に系統的な差異があるかを知ることは興味深い。というのは、これらは部分的には未だに調べられていない化学進化に系統的な効果を持つはずの比較的小さな IMF の違いにあるからだ (校正原稿に追加したノート 1 を見よ)。

6.1.2 Galactic Winds 銀河風

これらは残留ガスを掃き清めて星の生成を妨げるため化学進化には重要かも知れない。もし星間ガスが星になり、HI 以外の別の形で隠したり、あるいは銀河から掃き払われたりすることがなければ、 10^9 年以内に観測されている星間ガスの含有量を越えてしまうほどの率で楕円銀河内の物質を流し出していると推定される (Knapp & Kerr 1974, Gallegher et al. 1975, Faber & Gallagher 1976 及びその中の文献)。星生成によるガスの消費が多く楕円銀河のガス量が少なくなっている理由とは思えない。なぜなら、若い星の分布から予想すると観測された多くの色の傾きの傾向とは反対に、中心核は著しく青くなるからである (Larson & Tinsley 1974)；充分な物質が星間媒質の形で隠れていることはありえないし (Faber & Gallagher 1976)；星間ガスによる大掃除が楕円銀河の HI 不足を説明することにならぬだろうし；超新星でエネルギーを与えられた風による一掃というのがそれらしい仮説のように見える (Mathews & Baker 1971, Faber & Gallagher 1976)。

もし超新星からのエネルギーの注入が星間ガスに脱出エネルギーを与える (冷却する前に) のに充分であれば、風は起るようである。風の物理を支配しているパラメータは銀河の形と質量に関係しており、銀河の化学的特性 (と、それ故に恒星種族) のいくつかの系統的な差異を説明できるかもしれない。2つの可能な効果は：

(a) Larson (1974b) は、超新星が脱出エネルギーを供給するとすぐに残留ガスは全部失われるという近似のもとで風が存在するという条件をつけて、いろいろな質量の球状の系の形成を考えた。これらの計算では、ガスロスと比較的小質量の系では収縮の早い段階で起こり、その結果、小さくまとまった中心核、比較的小さな平均的 Z 値、そして低輝度楕円銀河で知られている大きな Z の傾きといったことが定性的に正しいということになる。(もちろん、上で議論した傾きには同じ指定が生きている。すなわちモデルは不変な IMF を仮定し、元素量データは乏しく、幾分不確か、などである。)

(b) Faber & Gallagher (1976) は S0s を含む渦状銀河のバルジ成分での風の作用を考え、風に対する条件は大きなバルジ対円盤部比を持った系の方が好都合であることを見出した。こうして、風モデルは大きなバルジ対円盤部比、中心領域にガスが少ないことと中心部のスペクトルに現われる老齢の星が支配的であるということの間の相関を説明するだろう (2 章と van den Bergh 1975a の文献、特に Morgan & Osterbrock 1969 を参照)。(校正への追加ノート 2 を見よ。)

6.2 Disk Populations 円盤種族

このタイトルの下に、渦状銀河の老齢な円盤部及び若い種族 I 成分を含むことにする。円盤種族の研究では、組成の系統的变化や銀河の型の系列にそった種族や半径による星の種族の違いを理解するだけでなく、太陽近傍の化学進化に関する我々の知識とこれらと関係づけてみたい；特に、5 章で述べたモデルのうちどのタイプが実際の物理過程を記述できるかを決めうるかもしれない。

6.2.1 Formation of Disks 円盤部の形成

重力収縮中に円盤部が富裕化すること、中心に向かって Z が大きくなること、そして金属不足のガスが後から流入することは円盤形成の自然な成り行きのように見える。上で議論したスフェロイダル系で見られたように、その傾きは、中心に向かって落ち込むガスが連続的に富裕化することによって起こる；そしてその後の流入は、非常にゆっくりと収縮する残留低密度ガス、及び周囲の星から放たれるガスからやってくる。回転楕円銀河モデルと渦状銀河形成の最近の一連のモデル (Larson 1976) から得られた結果の拡張として、Larson (1975) は円盤部形成におけるこれらのプロセスを議論している。Gott & Thuan (1976) によって提唱されたいくぶん似通った渦状銀河の形成のシナリオでは化学進化が研究されていないが、似たような流入の化学的効果が期待されている。

老齢の円盤星の組成に関する情報が若い種族 I の寄与があって積分された光に紛れてしまうため、観測的検証は容易ではない。収縮の間の急激な初期富裕化は大きなバルジ対円盤部比を持った銀河ではより大きな初期 Z 値を与えようであるが、その予想される相関関係をチェックするのはむずかしい。スフェロイダル成分は目で見えるバルジによってではなく低表面輝度の広がったハローによって支配されているらしいからだ (Ostriker & Thuan 1975 参照) ⁹

[9 これらの理由によって、とても小さなバルジを持っている M33 が現在、正常な組成の星間物質であることは、van den Bergh (1975a) が言ったように、われわれには収縮の間に富裕化したことに対する証拠を構成するものとは見えない。]

S0 銀河の組成は、半径とバルジ対円盤部比の関数として、円盤部の初期条件について重要な情報を提供するだろう。というのは、これらの銀河の円盤部に若い種族はないからである。楕円銀河から類推すると、S0 銀河の Z と光度の相関関係 (van den Bergh 1975a) から言えることは化学進化は風によって影響されているということだ；それで閉じた収縮系にモデルは適用できないかも知れない。バルジ対円盤部比はそれ自身が風の流れに影響する (Faber & Gallagher 1976) ので、バルジ対円盤部比と初期 Z 値の相関は込み入っているだろう。

6.2.2 Later Evolution of Disks 円盤部のその後の進化

円盤部の系統的ないくつかの特性 (半径方向の Z の傾斜とハッブル系列にそった相関) は、銀河中心からある距離にあるゾーン (5 章で記した局所的プールの類推) は閉じた箱であるとして扱えるという仮定に基づいて理解されるだろう。現在のガスの割合 μ の違いは、半径が大きくなるほど、また銀河が晩期型になるほど一般的に減少していくという星生成の昔の効率の違いによると解釈できる。この解釈は、要求されているわけではないが、測光特性と合っている (種族合成に関する 3.2 節の文献参照)。比較的 Z が小さいのは比較的大きな μ の領域と予想される (4 章)。この予想は、大きなガス量の銀河では金属不足であり、わが銀河系では等方的なある組成比を持っているという傾向がある円盤部の星間空間で観測されている Z の傾き (その一部はたった今上で議論した初期条件によるだろう) と合っている。

最近のいくつかの研究によって渦状構造、バルジ対円盤部比、及びガス含有量などとハッブル系列に沿った星の種族との著しい相関関係を究極的に理解することができる可能性が強まった。たとえば、Oort (1974) は渦状衝撃波を横切るたびに星間媒質のうち一定の割合で星に転化するという要請を課すことによって M81 の μ の傾きを説明することができた。一方、Talbot & Arnett (1975) は誕生率は面密度によって主にコントロールされている

という仮定を採用して、現在の若い星の種族、ガス含有量、そして Z の半径方向の傾きを定性的に説明することができた。

不幸なことに、円盤部の進化にガス流の効果を無視することはまったく非現実的であろう。銀河風によるガスロス、そしてそれとバルジ対円盤部比の相関は、円盤部形成において重要だったことと同じく、その後の進化にも重要であろう (Faber & Gallagher 1976)。銀河団の中の銀河は銀河ガスの圧力でガスロスが起こるかもしれないが、その場合には形態型とガス含有量の相関が銀河ごとに違っている (van den Bergh 1975b 参照) だろうし、それだけに化学進化の違いが期待される。Toomre (1974, 1975) は銀河の大部分は衝突を経験しており、生涯のうちに他の銀河と溶け合った可能性もあるという統計的な論証を行なっている；そのような衝突があれば星の誕生率、ガス含有量、そして銀河の化学進化に甚大な影響を与えることであろう。太陽近傍を参照しながら円盤部へのガス流の重要性を議論してきた。しかるべき局所的な流入率によって化学進化にかなり大きい影響が及ぶので、流入率やガスの成分がどのように半径、銀河の型、銀河団内の環境、その他に依存しているかを知ることは非常に重要である。Larson (1976) の力学的モデル、そしてもっと定性的な Gott & Thuan (1976) による論証は長期間の流入が円盤部の形成そのものに本質的なプロセスらしいということを示している。

ガス流以外のプロセスは円盤部の化学進化を複雑にする。我々は局所的な元素組成に見られる傾向を説明するいくつかの仮説 — たとえば大きな効率 η を与える IMF の初期変動、金属に富む星の形成など — を概観した。どのようなプロセスにより太陽近傍の組成が「シンプルモデル」の予言とそんなに大きく違う振舞が引き起こされたのかを決めるのは特に重要である。そうなった時だけ円盤部の他の領域に真実味を持って外挿できるのだ。

化学進化の理論はつじつまの合った描像が出現する前にもっととても複雑化しなければならないかも知れない。太陽近傍の研究はいかなる場所でも「シンプルモデル」(すなわち、閉じた一様な系、初めは全部金属なしのガスで、それから一定の IMF で星ができてきたとして扱う) を使おうとしてはいけないことを教えてくれた。力学的モデルは、最老齢の星の組成は多分プロト銀河の収縮の率とそれに続く星の誕生の率に強く影響されており、目に見えないハローおよび残留している初期のガスが現在まで富裕化率を支配し続けているかもしれないということを示している。

ガス流の率や IMF の変化のような重要なパラメータを明確に理論的に予想することが少なくとも近い将来において、大きく望まれているように思われる。現在のところ、実り多いアプローチの方法は比較的あいまいさのない経験的なテストに模式的なモデルを使うことである。特に、元素量比と同位体比の予言は関連したすべてのパラメータ — 核合成における生成率、それらを生み出す星の割合、IMF の変化、流入、領域内のガスの割合、など — に敏感であるためにチェックされるだろうし、それぞれのパラメータに最も鋭く感じる要素が分離されるであろう。

校正への追加ノート

1. (6.11 節を見よ) Faber & Jackson (1976) は楕円銀河について L に対する M/L_B の増加を報告している。彼等はその傾向は全青色光への Z の効果のせいらしいと言う。銀河の質量に対して IMF がさらに変化することがその傾向を説明するのに必要かどうかは明らかではない (Smith & Tinsley 1976)。

2. (6.1.2 節を見よ) 楕円銀河中のガスの運命は Gisler (1976) によって再調査された。彼は風に耐えうる銀河の質量に極大値を見出し、圧力によってガスが掃き払われることは銀河団の楕円銀河ではずっと効果的であると結論づけている。

ACKNOWLEDGMENTS

We wish to thank the Institute of Astronomy of the University of Cambridge for hospitality extended to both of us during the summer of 1975 when this review was completed. Much of the work was done during the spring of 1975,

when J. A. was at the Mac Donnell Center for Space Physics of Washington University and B. M. T. was at Lick Observatory, University of California, Santa Cruz; we express our gratitude to the Directors of these institutions, Dr. Robert M. Walker and Dr. Donald E. Osterbrock, respectively, for their support. It is a pleasure to thank our colleagues, especially Drs. S. M. Faber, J. E. Gunn, R. B. Larson, J. Lequeux, W. L. W. Sargent, and D. N. Schramm, for valuable comments that led to improvements of early drafts of the manuscript. As one of them remarked, we have perhaps been too pessimistic, and should at least note that not only are no galaxies known to be made of pure indium, but that we possibly understand why.

Literature Cited

- Arnett, W. D. 1971. *Ap. J.* 166:153
 Arnett, W. D. 1973. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 11:73
 Arnett, W. D. 1974. *Ap. J.* 191:727
 Arnett, W. D. 1975. *Ann. NY Acad. Sci.* 262:47
 Arnett, W. D., Schramm, D. N. 1973. *Ap. J.* (Lett.) 184:L47
 Audouze, J. 1970. *Astron. Astrophys.* 8:436
 Audouze, J., Lequeux, J., Reeves, H., Vigroux, L. 1976. *Ap. J.* (Lett.) Submitted for publication
 Audouze, J., Lequeux, J., Vigroux, L. 1975a. *Astron. Astrophys.* 43:71
- 76 AUDOUZE & TINSLEY
- Audouze, J., Lequeux, J., Vigroux, L. 1975b. *Tercentenary Symposium of the Royal Greenwich Observatory.* In press
 Audouze, J., Tinsley, B. M. 1974. *Ap. J.* 192:487
 Audouze, J., Truran, J. W. 1975. *Ap. J.* 202:204
 Audouze, J., Truran, J. W., Zimmerman, B. A. 1973. *Ap. J.* 184:493
 Balick, B. A., Faber, S. M., Gallagher, J. G. 1976. *Ap. J.* In press
 Balick, B. A., Sneden, C. 1976. *The ionization structure of HH regions: The effects of stellar metal opacity.* Preprint
 Balkowski, C., Bottinelli, L., Chamaraux, P., Gouguenheim, L., Heidmann, J. 1974. *Astron. Astrophys.* 34:43
 Biermann, P., Tinsley, B. M. 1974. *Astron. Astrophys.* 30:1
 Blanc-Vaziaga, M. J., Cayrel, G., Cayrel, R. 1973. *Ap. J.* 180:871
 Boeshaar, G. O. 1975. *Ap. J.* 195:695
 Bond, H. E. 1970. *Ap. J. Suppl.* 22:117
 Bond, H. E. 1974. *Ap. J.* 194:95
 Brown, R. L., Lockman, F. J. 1975. *Ap. J.* (Lett.) 200:L155
 Burbidge, G. R., Burbidge, E. M., Fowler, W. A., Hoyle, F. 1956. *Rev. Mod. Phys.* 29:547
 Cameron, A. G. W. 1957. *Stellar evolution, nuclear astrophysics, and nucleogenesis.* Chalk River Rep. CRL-41
 Cameron, A. G. W. 1959. *Ap. J.* 129:676
 Cameron, A. G. W. 1968. In *Origin and Distribution of the Elements*, ed. L. H. Ahrens, p. 127. Oxford: Pergamon
 Cameron, A. G. W. 1973. In *Explosive Nucleosynthesis*, ed. D. N. Schramm, W. D. Arnett, p. 3. Austin: Univ. Texas Press
 Cameron, A. G. W., Colgate, S. A., Grossman, L. 1973. *Nature* 243:204
 Cayrel de Strobel, G. 1973. *Jt. Discuss. No. 3 15th Gen. Assembly IAU, Highlights of Astronomy*, Vol. 3
 Chaisson, E. J. 1973. *Ap. J.* 186:555
 Churchwell, E., Mezger, P. G., Huchtmeier, W. 1974. *Astron. Astrophys.* 32:283
 Clayton, D. D. 1968. *Principles of Stellar Evolution and Nucleosynthesis.* New York: McGraw Hill
 Clayton, D. D., Fowler, W. A., Hull, T. E., Zimmerman, B. A. 1961. *Am. Phys. (NY)* 12:331
 Clayton, R. N., Grossman, L., Mayeda, T. K. 1973. *Science* 182:485
 Clegg, R. E. S. 1975. *Carbon and nitrogen abundances in F and G-type stars.* Unpublished thesis. Univ. Maryland, Baltimore, Md.
 Clegg, R. E. S., Bell, R. A. 1973. *MNRAS* 163:13
 Clegg, R. E. S., Bell, R. A. 1975. *Bull. Am. Astron. Soc.* 7:272
 Cohen, J. G. 1975. *Ap. J.* 197:117
 Cohen, J. G., Meloy, D. A. 1975. *Ap. J.* 198:545
 Colgate, S. A. 1974. *Ap. J.* 187:321
 Collin-Souffrin, S., Joly, M. 1976. *Astron. Astrophys.* In press
 Comte, G. 1975. *Astron. Astrophys.* 39:197
 Conti, P. S., Greenstein, J. L., Spinrad, H., Wallerstein, G., Vardya, M. S. 1967. *Ap. J.* 148:105
 Dearborn, D. S., Eggleton, P. P., Schramm, D. N. 1976. *Ap. J.* 203:455
 Demarque, P., Sandage, A. R. 1975. Private communication
 Dufour, R. J. 1975. *Ap. J.* 195:315
 Edmunds, M. G. 1975. *Astrophys. Space Sci.* 32:483
 Edmunds, M. G., Wickramasinghe, N. C. 1974. *Astrophys. Space Sci.* 30:L9
 Eggen, O. J. 1974. *Publ. Astron. Soc. Pac.* 86:697
 Eggen, O. J., Freeman, K. C., Rodgers, A. W. 1973. *Rep. Prog. Phys.* 36:625
 Eggen, O. J., Lynden-Bell, D., Sandage, A. R. 1962. *Ap. J.* 136:748
 Einasto, J. 1972. *Astrophys. Lett.* 11:195
 Epstein, R. I., Arnett, W. D., Schramm, D. N. 1974. *Ap. J.* (Lett.) 190:L13
 Epstein, R. I., Arnett, W. D., Schramm, D. N. 1976. *Ap. J.* In press
 Epstein, R. I., Petrosian, V. 1975. *Ap. J.* 197:281
 Faber, S. M. 1972. *Astron. Astrophys.* 20:361
 Faber, S. M. 1973. *Ap. J.* 179:731
 Faber, S. M., Gallagher, J. G. 1976. *Ap. J.* 204:365
 Faber, S. M., Jackson, R. E. 1976. *Ap. J.* 204:668
 Faulkner, J. 1967. *Ap. J.* 147:617
 Field, G. B. 1974. *Ap. J.* 187:453
 Fowler, W. A. 1972. In *Cosmology, Fusion, and Other Matters*, ed. F. Reines. London: Adam Hilger Ltd.
 Fowler, W. A., Caughlan, G. R., Zimmerman, B. A. 1967. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 5:525
 Fowler, W. A., Caughlan, G. R., Zimmerman, B. A. 1975. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 13:69
 Freeman, K. C. 1974. In *The Formation and Dynamics of Galaxies, IAU Symp. No. 58*, ed. J. R. Shakeshaft, p. 129. Dordrecht: Reidel
 Gallagher, J. G., Faber, S. M., Balick, B. A. 1975. *Ap. J.* 202:7
 Goldberg, L., Müller, E. A., Aller, L. H. 1960. *Ap. J. Suppl.* 5:1
 Gomez-Gonzales, J., Lequeux, J. 1975. *Astron. Astrophys.* 38:29
 Gott, J. R. 1973. *Ap. J.* 186:481

- Gott, J. R. 1974. See Freeman 1974, p. 181
 Gott, J. R. 1975. *Ap. J.* 201:296
 Gott, J. R., Gunn, J. E., Schramm, D. N., Tinsley, B. M. 1974. *Ap. J.* 194:543
 Gott, J. R., Thuan, T. X. 1976. *Ap. J.* 204:649
 Greenberg, J. M. 1974. *Ap. J.* 189:L81
 Greenstein, J. L. 1974. *Astron. J.* 79:964
 Gunn, J. E., Gott, J. R. 1972. *Ap. J.* 176:1
 Gustafsson, B., Kjaergaard, P., Andersen, S. 1974. *Astron. Astrophys.* 34:99
 Hainebach, K. L., Clayton, D. D., Arnett, W. D., Woosley, S. E. 1974. *Ap. J.* 193:157
 Hainebach, K. L., Schramm, D. N., Blake, J. B. 1976. *Ap. J.* In press
 Harmer, D. L., Pagel, B. E. J. 1973. *MNRAS* 165:91
 Hartwick, F. D. A. 1971. *Ap. J.* 163:431
 Hearnshaw, J. B. 1974. *Astron. Astrophys.* 34:263
 Hearnshaw, J. B. 1975. *Astron. Astrophys.* 38:271
 Hodge, P. W. 1973. *Astron. J.* 78:807
 Huggins, B. J., Williams, P. W. 1974. *MNRAS* 169:1P
 Hulsbosch, A. N. M. 1975. *Astron. Astrophys.* 40:1
 Iben, I. 1974. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 12:215
 Iben, I. 1975a. *Ap. J.* 196:525
 Iben, I. 1975b. *Ap. J.* 196:549
 Janes, K. A. 1975. *Ap. J. Suppl.* 29:161
 Janes, K. A., McClure, R. D. 1971. *Ap. J.* 165:651
 Jennens, P. A., Helfer, H. L. 1975. *MNRAS* 172:681
 Johns, O., Reeves, H. 1975. *Ap. J.* 202:214
 Joly, M. 1974. *Astron. Astrophys.* 33:177
 Jones, D. H. P. 1975. *Tercentenary Symp. of the Royal Greenwich Observatory.* In press
 Kahn, F. D. 1974. *Astron. Astrophys.* 37:149
 Kaplan, S. A., Pikel'ner, S. B. 1974. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 12:113
 Kaufman, M. 1975. *Astrophys. Space Sci.* 33:265
 King, I. R. 1971. *Publ. Astron. Soc. Pac.* 83:377
 Kirshner, R. P., Oke, J. B. 1975. *Ap. J.* 200:574
 Knapp, G. R., Kerr, F. J. 1974. *Astron. J.* 79:667
 Lambert, D. L. 1975. *Tercentenary Symp. of the Royal Greenwich Observatory.* In press
 Lambert, D. L., Sneden, C., Ries, L. M. 1974. *Ap. J.* 188:97
 Langer, G. E., Kraft, R. P., Anderson, K. S. 1974. *Ap. J.* 189:509
 Larson, R. B. 1969. *MNRAS* 145:405
 Larson, R. B. 1972. *Nature Phys. Sci.* 236:7
 Larson, R. B. 1973. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 11:219
 Larson, R. B. 1974a. *MNRAS* 166:585
 Larson, R. B. 1974b. *MNRAS* 169:229
 Larson, R. B. 1974c. See Freeman 1974, p. 191
 Larson, R. B. 1975. *MNRAS* 173:671
 Larson, R. B. 1976. *MNRAS.* In press
 Larson, R. B., Starrfield, S. 1971. *Astron. Astrophys.* 13:190
 Larson, R. B., Tinsley, B. M. 1974. *Ap. J.* 192:293
 Lequeux, J. 1975. *Astron. Astrophys.* 39:257
 Lindblad, P. O. 1974. See Freeman 1974, p. 399
 Lynden-Bell, D. 1975. *Vistas in Astron.* 19:299
 Madore, B. F., van den Bergh, S., Rogstad, D. H. 1974. *Ap. J.* 191:317
 Mathews, W. G., Baker, J. C. 1971. *Ap. J.* 170:241
 Mathewson, D. S., Cleary, M. N., Murray, J. D. 1974. *Ap. J.* 190:291
 Mayor, M. 1974. *Astron. Astrophys.* 32:321
 Mayor, M. 1976. *Astron. Astrophys.* In press
 McClure, R. D., Tinsley, B. M. 1976. *Ap. J.* In press
 McClure, R. D., van den Bergh, S. 1968. *Astron. J.* 73:313
 Morgan, W. W., Osterbrock, D. E. 1969. *Astron. J.* 74:515
 Morton, D. C. 1975. *Ap. J.* 197:85
 Morton, D. C. et al. 1973. *Ap. J. (Lett.)* 181:L103
 O'Connell, R. W. 1975. *Galaxy spectral synthesis. I. Stellar populations in the nuclei of giant ellipticals.* Preprint
 Oort, J. H. 1970. *Astron. Astrophys.* 7:381
 Oort, J. H. 1974. See Freeman 1974, p. 375
 Osterbrock, D. E. 1974. *Astrophysics of Gaseous Nebulae.* San Francisco: Freeman
 Ostriker, J. P., Richstone, D. O., Thuan, T. X. 1974. *Ap. J. (Lett.)* 188:L87
 Ostriker, J. P., Thuan, T. X. 1975. *Ap. J.* 202:353
 Ostriker, J. P., Tinsley, B. M. 1975. *Ap. J. (Lett.)* 201:L51
 Pagel, B. E. J., Patchett, B. E. 1975. *MNRAS* 172:13
 Peimbert, M. 1974. See Freeman 1974, p. 141
 Peimbert, M. 1975. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 13:113
 Peimbert, M., Torres-Peimbert, S. 1974. *Ap. J.* 193:327
 Peimbert, M., Torres-Peimbert, S. 1976. *Ap. J.* 203:581
 Peimbert, M., van den Bergh, S. 1971. *Ap. J.* 167:223
 Penzias, A. A., Wannier, P. G., Wilson, R. W., Linke, R. A. 1976. *Deuterium in the Galaxy.* Preprint
 Peterson, D. M., Shipman, H. L. 1973. *Ap. J.* 180:635

- Peterson, R. 1976. *Ap. J. Suppl.* 30:61
- Quirk, W. J. 1972. *Ap. J. (Lett.)* 176:L9
- Quirk, W. J., Tinsley, B. M. 1973. *Ap. J.* 179:69
- Reeves, H. 1972a. *Astron. Astrophys.* 19:215
- Reeves, H. 1972b. In *L'Origine du System Solaire*, ed. H. Reeves, p. 376. Paris: CNRS
- Reeves, H. 1974a. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 12:437
- Reeves, H. 1974b. In *Supernovae and Supernova Remnants*, ed. C. B. Cosmovici, p. 381. Dordrecht: Reidel
- Reeves, H., Johns, O. 1976. *Ap. J.* In press
- Roberts, M. S. 1963. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 1:149
- Rodriguez, L. F., Torres-Peimbert, S., Peimbert, M. 1974. *Rev. Mex. Astron. Astrophys.* 1:161
- Rogerson, J. B. et al. 1973. *Ap. J. (Lett.)* 181:L110
- Ryter, C., Cesarsky, C. J., Audouze, J. 1975. *Ap. J.* 198:103
- Sackmann, I. -J., Smith, R. L., Despain, K. H. 1974. *Ap. J.* 187:555
- Salpeter, E. E. 1955. *Ap. J.* 121:161
- Sandage, A. R. 1972. *Ap. J.* 176:21
- Sanders, R. H. 1967. *Ap. J.* 150:971
- Sanduleak, N. 1969. *Astron. J.* 74:47
- Sargent, W. L. W., Tinsley, B. M. 1974. *MNRAS* 168:19P
- Scalo, J., Ulrich, R. K. 1973. *Ap. J.* 183:151
- Schlesinger, B. M. 1974. *Ap. J.* 188:141
- Schmidt, M. 1959. *Ap. J.* 129:243
- Schmidt, M. 1963. *Ap. J.* 137:758
- Schmidt, M. 1975. *Ap. J.* 202:22
- Schramm, D. N. 1974. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 12:383
- Schramm, D. N., Arnett, W. D. 1973. *Explosive Nucleosynthesis*. Austin: Univ. Texas Press
- Schramm, D. N., Arnett, W. D. 1975. *Ap. J.* 198:629
- Schramm, D. N., Tinsley, B. M. 1974. *Ap. J.* 193:151
- Schramm, D. N., Wasserburg, G. J. 1970. *Ap. J.* 162:57
- Searle, L. 1971. *Ap. J.* 168:327
- Searle, L. 1972. In *Stellar Ages. IAU Colloq. No. 17*, ed. M. Delplace, G. Cayrel de Strobel. Paris: Meudon Obs.
- Searle, L., Sargent, W. L. W. 1972. *Ap. J.* 173:25
- Searle, L., Sargent, W. L. W., Bagnuolo, W. G. 1973. *Ap. J.* 179:427
- Shields, G. A. 1974. *Ap. J.* 193:335
- Shields, G. A., Tinsley, B. M. 1976. *Ap. J.* 203:66
- Smith, H. A., Tinsley, B. M. 1976. *Publ. Astron. Soc. Pac.* Submitted for publication
- Smith, H. E. 1975. *Ap. J.* 199:591
- Snedden, C. 1974. *Ap. J.* 189:493
- Spinrad, H., Gunn, J. E., Taylor, B. J., McClure, R. D., Young, J. W. 1971. *Ap. J.* 164:11
- Spinrad, H., Smith, H. E., Taylor, D. J. 1972. *Ap. J.* 175:649
- Spitzer, L. 1971. In *Nuclei of Galaxies*, ed. D. J. K. O'Connell. New York: North-Holland
- Starrfield, S., Sparks, W. M., Truran, J. W. 1974. *Ap. J. Suppl.* 28:247
- Starrfield, S., Truran, J. W., Sparks, W. M., Kutter, G. S. 1972. *Ap. J.* 176:169
- Steigman, G., Strittmatter, P. A., Williams, R. E. 1975. *Ap. J.* 198:575
- Strom, S. E., Strom, K. M., Carbon, D. F. 1971. *Astron. Astrophys.* 12:177
- Strom, S. E., Strom, K. M., Grasdalen, G. L. 1975. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 13:187
- Strom, S. E. et al. 1976. *Ap. J.* 204:684
- Suess, H. E., Urey, H. C. 1956. *Rev. Mod. Phys.* 28:53
- Talbot, R. J. 1971. *Astrophys. Lett.* 8:111
- Talbot, R. J. 1974. *Ap. J.* 189:209
- Talbot, R. J., Arnett, W. D. 1971. *Ap. J.* 170:409
- Talbot, R. J., Arnett, W. D. 1973a. *Ap. J.* 186:51
- Talbot, R. J., Arnett, W. D. 1973b. *Ap. J.* 186:69
- Talbot, R. J., Arnett, W. D. 1974. *Ap. J.* 190:605
- Talbot, R. J., Arnett, W. D. 1975. *Ap. J.* 197:551
- Tammann, G. A. 1974. In *Supernovae and Supernova Remnants*, ed. C. B. Cosmovici, p. 155. Dordrecht: Reidel
- Thuan, T. X., Hart, M. H., Ostriker, J. P. 1975. *Ap. J.* 201:756
- Tinsley, B. M. 1968. *Ap. J.* 151:547
- Tinsley, B. M. 1972. *Astron. Astrophys.* 20:383
- Tinsley, B. M. 1974a. *Astron. Astrophys.* 31:463
- Tinsley, B. M. 1974b. *Ap. J.* 192:629
- Tinsley, B. M. 1975a. *Ap. J.* 197:159
- Tinsley, B. M. 1975b. *Ap. J.* 198:145
- Tinsley, B. M. 1975c. *Mem. Soc. Ital. Astron.* 46:3
- Tinsley, B. M. 1975d. *Publ. Astron. Soc. Pac.* 87:837
- Tinsley, B. M. 1976. *Ap. J.* In press
- Tinsley, B. M., Cameron, A. G. W. 1974. *Astrophys. Space Sci.* 31:31
- Tinsley, B. M., Gunn, J. E. 1976. *Ap. J.* 203:52
- Toomre, A. 1974. See Freeman 1974, p. 347
- Toomre, A. 1975. Private communication
- Trimble, V. 1975. *Rev. Mod. Phys.* 47:877
- Truran, J. W. 1972. In *Conference on Red Giant Stars*, ed. H. R. Johnson, J. P.

- Mutschlecner, B. F. Perry. Bloomington: Indiana Univ. Press
- Truran, J. W. 1973a. *Space Sci. Rev.* 15:23
- Truran, J. W. 1973b. *Comments Astrophys. Space Phys.* 5:117
- Truran, J. W., Cameron, A. G. W. 1971. *Astrophys. Space Sci.* 14:179
- Tubbs, D. L., Schramm, D. N. 1975. *Ap. J.* 201:467
- Ulrich, M. H. 1974. See Freeman 1974, p. 279
- Ulrich, R. K. 1974. *Ap. J.* 192:507
- van den Bergh, S. 1962. *Astron. J.* 67:486
- van den Bergh, S. 1975a. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 13:217
- van den Bergh, S. 1975b. *Tercentenary Symp. of the Royal Greenwich Observatory.* In press
- van den Heuvel, E. P. J. 1975. *Ap. J. (Lett.)* 196:L121
- Verschuur, G. L. 1975. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 13:257
- Vigroux, L., Audouze, J., Lequeux, J. 1976. *Astron. Astrophys.* In press
- Wagoner, R. V. 1973. *Ap. J.* 179:343
- Wagoner, R. V. 1974. In *Confrontation of Cosmological Theories with Observational Data*, ed. M. S. Longair, p. 195. Dordrecht: Reidel
- Wagoner, R. V., Fowler, W. A., Hoyle, F. 1967. *Ap. J.* 148:3
- Wallerstein, G. 1962. *Ap. J. Suppl.* 6:407
- Wallerstein, G. 1973. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 11:115
- Wannier, P. G., Penzias, A. A., Linke, R. A., Wilson, R. W. 1976. *Ap. J.* 204:26
- Weaver, T. A., Chapline, O. F. 1974. *Ap. J. (Lett.)* 192:L57
- Weidemann, V. 1975. *White dwarfs: Composition, mass budget, and galactic evolution.* Preprint
- Welch, G. A., Forrester, W. T. 1972. *Astron. J.* 77:333
- Whelan, J., Iben, I. 1974. *Ap. J.* 186:1007
- Wielen, R. 1974. In *Highlights of Astronomy*, ed. G. Contopoulos, Vol. 3, p. 39. Dordrecht: Reidel
- Wollman, E. R. 1973. *Ap. J.* 184:773
- Wolf, N. J. 1973. *IAU Symp. No. 66*
- Woosley, S. E., Arnett, W. D., Clayton, D. D. 1973. *Ap. J. Suppl.* 26:231
- Woosley, S. E., Holmes, J., Fowler, W. A., Zimmerman, B. A. 1976. *Nuclear Data Sheet.* In press
- Yahil, A., Baudet, G. 1975. *Big Bang nucleosynthesis with non-zero Lepton numbers.* Preprint