

種族 III の星について

早 川 幸 男*

1. 膨脹宇宙の模型

多数の星を含む銀河、銀河が集合した銀河団等、宇宙は多様な構造をもっている。一方、このような構造を平均化して広域的に見れば、宇宙は一様等方である。速度分布も局所的には構造をもっているが、それをならして広く見渡すとハッブルの法則に従って膨脹している。宇宙論はまず大局的なふるまいに着目して、それを理解しようとするところから始まる。

物質と輻射のエネルギー密度 ρc^2 が一様である媒質は、それらのつくる重力の作用を受けるが、膨脹の初期には宇宙の年齢 t と共に密度は

$$\rho = 1/6\pi G t^2 \quad (G: \text{重力定数}) \quad (1)$$

で減少する。この解はニュートン力学を用いて簡単に得られるが、相対論を用いばもっと一般的な解が求められる。これがフリードマンの宇宙模型で、密度 ρ が 100 桁も変動する広い領域にわたって適用されている。

フリードマン宇宙を特徴づける量は、膨脹率を表わすハッブル定数 H とその変化を示す減速度パラメーター q である。これらは運動学的量であるが、宇宙の中味を規定する密度に関係している。半径 R の球を考えると、単位質量当りの膨脹の運動エネルギーは $(1/2)(HR)^2$ 、重力のポテンシャル・エネルギーは $(4\pi/3)G\rho R^2$ だから、両者が等しくなる臨界密度は、

$$\rho_c = 3H_0^2/8\pi G \approx 2 \times 10^{-29} h^2 \text{ g cm}^{-3}. \quad (2)$$

ここで $h = H_0/100 \text{ kms}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ ハッブル定数の現在値 H_0 の観測値に不定性があるのでこういう表現を使う。現在の物質密度 ρ_0 と臨界密度 ρ_c との比が、ニュートン力以外の力を表わす宇宙項が無視できる模型においては減速度と直接比例する。

$$\Omega \equiv \rho_0/\rho_c = 2q_0. \quad (3)$$

$\Omega > 1$ では重力が勝ち、膨脹している宇宙はやがて収縮に転じ（閉じた宇宙）、 $\Omega \leq 1$ では運動エネルギーが勝って膨脹を続ける（開いた宇宙）。

銀河の明るさや視直径とスペクトル線の赤方偏移との関係を見出すために大望遠鏡を用いる観測が行われたが、 q_0 の値はかなりの誤差範囲でしか決らなかった。一方、銀河の明るさと質量の比を用いて質量密度の推定を試みた結果、 $\rho_0(L) \sim 5 \times 10^{-31} \text{ g cm}^{-3}$ が得られた。ここで $\rho_0(L)$ と記したのは、これが光る質量を意味するからである。

2. ビッグバン宇宙

膨脹宇宙の歴史を昔にさか上ると、その時々様々の現象が起っていたことが考えられる。長さの尺度 R は赤方偏移パラメーター z と $R_0/R = 1+z$ で結ばれるから、物質の生滅がなければその密度は $\rho_m = \rho_{m0}(1+z)^3$ になる。光子の密度も同様に変化し、そのエネルギーは $h\nu = h\nu_0(1+z)$ で変化するから、輻射密度は $\rho_r = \rho_{r0}(1+z)^4$ になる。それ故 z の大きい宇宙の初期には密度が非常に大きいことになる。

これに着目したガモフは、高密度の時代に激しい中性子捕獲反応が起って諸種の原子核が合成されるという考えを提唱した。これがこの論文の著者の頭字に因んで名付けられた $\alpha\beta\gamma$ 理論で、最初の 30 分にバンと宇宙の元素をつくるのでビッグバン模型と呼ばれる。

この時最初には中性子だけが存在すると仮定されたので、軽い元素の組成を説明することは困難で、しかも質量数 5 と 8 の不安定核を乗り越えられないという難点があった。その後星の内部における核合成が詳しく研究され、元素の組成は星の進化と関連して理解されることになったので、ガモフの理論は主流から外れたものと思われていた。

ところが 1965 年にマイクロ波の背景輻射が発見されるに及んで、ガモフ説が生き返った。式 (1) の密度 ρ は、核反応の起る時代には主に輻射密度 ρ_r で占められている。これによって $\rho_r c^2 = a T^4$ の関係から温度 T が決り、 ρ_m と T によって核反応が支配される。この頃には輻射と物質は熱平衡にあり、膨脹によって温度は断熱的に $T \propto (1+z)$ で低くなる。温度が 4000 度 K くらいに下ると、電子は陽子と結合して水素原子になるので、物質の透過度が増して輻射と物質は分離する。以後輻射は自由に伝播するが、赤方偏移のため $T = T_0(1+z)$ でエネルギーが減少する。 $\alpha\beta\gamma$ 理論で使ったパラメーターによれば $T_0 \sim 6.5 \text{ K}$ になるが、観測値は $T_0 \approx 3 \text{ K}$ であった。

マイクロ波背景輻射の存在は、 $\alpha\beta\gamma$ 理論に含まれている初期の火の玉の名残りと考えれば自然に理解される。 T_0 の値のこの程度の修正は、ビッグバン模型に本質的な変更をもたらすものではなく、定量的基礎を与えるものである。そこでビッグバン模型を定量化する理論的研究が始まった。その本質的な基礎は一時代前にわが国における研究で築かれていた。

* 名大理 Satio Hayakawa: On Population III Stars

$\alpha\beta\gamma$ 理論が発表された直後、林忠四郎 (*Prog. Theor. Phys.* 5, 224 (1950)) は初期の物質は主に陽子で、中性子はその約 1/5 に過ぎないことを示した。これは β 崩壊を起す相互作用によって陽子と中性子が熱平衡にあり、膨脹によって両者の相互転換が無視できる密度、温度に達した時に両者の比が決るからである。その後陽子と中性子は融合反応によって ${}^2\text{H}$, ${}^3\text{H}({}^3\text{He})$, ${}^4\text{He}$ をつくるので、中性子は大部分 ${}^4\text{He}$ をつくる。中性子が全部 ${}^4\text{He}$ になれば ${}^4\text{He}$ の重量比は $Y \approx 1/3$ になるが、密度が低いと反応前に崩壊する中性子が増えるので Y は小さくなる。中間生成物である重陽子 (${}^2\text{H}=\text{D}$) や ${}^3\text{He}$ (${}^3\text{He}$ の崩壊で生ずるものを含む) は、密度が低いと ${}^4\text{He}$ に転化し切れなくなって量が増すが、密度が高いと ${}^2\text{H}$, ${}^3\text{He}$ 等は ${}^4\text{He}$ に転化するのでその量が減る。

これらの水素とヘリウムの同位体は、核融合反応によってさらに Li, Be, B をつくることができる。密度が極端に高いと C, O さえもつくる (C. Hayashi and M. Nishida, *Prog. Theor. Phys.* 16, 613 (1956))。Li, Be, B の存在量は小さいので、宇宙の初期につくられた微量でも無視できない。林, 西田の計算は現在の輻射温度が観測値よりも 2桁程度低い条件で行われたので、反応が進行する 10^9K 程度の温度に対応する密度は非常に高く、 ${}^1\text{H}$, ${}^4\text{He}$ 以外の軽元素は少く、C, O までがつくられた。3K 背景放射が発見された後、低い密度に対する計算が佐藤文隆やワゴナー等によってなされ、D, ${}^3\text{He}$, ${}^7\text{Li}$ 等に対して観測値に近い存在量が得られた。現在温度を固定して、現在密度に対する核種の存在比を図1に示す。

これらの軽元素は星の中の熱核反応によって容易に破壊され、宇宙線の核衝突によってつくられる。これらは元来存在量が少く、その定量が困難な上、銀河形成後の組成の変化を補正しなければならない。それ故、ビッグバン模型からの予測値を高い精度で観測と比較することはできないが、D 等の存在量が現在密度 ρ_{ms} によって激しく変化するから、 ρ_{ms} の許容範囲は比較的確実に求められる。これが光る質量密度と矛盾しなかったので、ビッグバン模型は強い支持を得た。

マイクロ波背景放射と軽元素の起源とを足場にしてビッグバン模型は強い観測的根拠を得たのに加えて、1970年代後半には素粒子の問題と結びついて一層広く支持されるようになった。その契機を与えたのが、吉村太彦等による宇宙の光子とバリオンの密度比の説明である。

光子の大部分はマイクロ波背景放射に含まれ、その数密度は T_0^3 に比例する。バリオンは物質を構成する核子で代表され、式 (2), (3) よりその密度は Ωh^2 に比例する。両者の比は

$$S \equiv n_\gamma/n_b \approx 4 \times 10^7 (T_0/2.7\text{K})^3 \Omega^{-1} h^{-2} \quad (4)$$

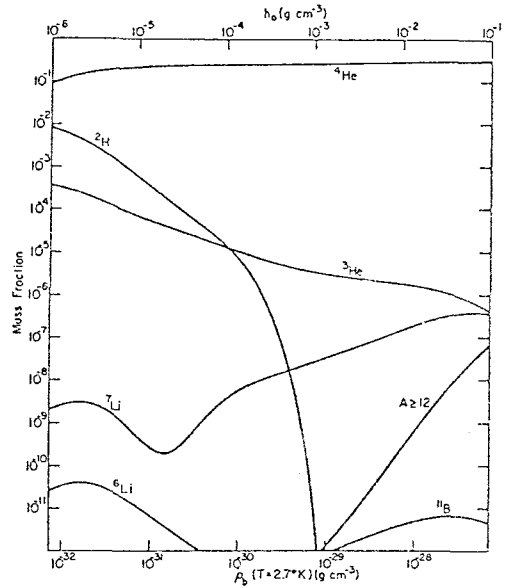


図1 軽元素の組成と現在密度との関係。ワゴナーの計算結果による。

で、宇宙の進化の間一定に保たれる。ここで n_b はバリオン密度と反バリオン密度の差である。しかし反陽子は高エネルギー反応でつくられるもの以外は見つからなかったから、 n_b は物質密度から求められた値である。

ビッグバン模型を検試してみると、 S の値は重力定数 G と共に模型を規定する重要な量である。素粒子の相互作用はバリオンと反バリオンに対して対称性が強いので、観測されるバリオンは平均的対称の中に生ずるゆらぎと考えることができる。これによって得られる S の値は、式 (4) の値より 10桁も大きい。 S の値を説明しようとするれば対称性を破らなければならない。事実、中性 K 中間子の崩壊の実験は対称性が僅かながら破れていることを示す。これを宇宙におけるバリオンの発生と結びつけるには、宇宙のごく初期に対称性を破る X 粒子が存在し、その崩壊によって生ずるバリオンと反バリオンの数は等しくないと考えればよい。

X 粒子は核子より十数桁も重い質量をもつので、現在の 3K より 27桁程度高温であったごく初期にしか存在しなかった。しかし現在でも、 X 粒子を通じて核子が反核子に転化する過程は存在し、陽子の寿命が 10^{80} 年程度と推定された。これに刺激されて陽子の崩壊を検出する実験が各所で企てられた。また、 X 粒子と同程度の質量をもつ磁気単極の存在が予言され、それが触媒になって核子の崩壊が起ることも示され、磁気単極探しも盛んに行われている。

こうして素粒子の研究は宇宙論を元素の起源よりさらに昔にさか上らせた。これによると、 $z \sim 10^{80}$ の頃には

宇宙は極めてよい対称性をもっていたが、時と共に次々に対称性が破れ、今日のように多様な物質相が実現した。これは南部陽一郎によって提唱された、対称な相互作用から非対称な物質相を生む思想を具体化したもので、大統一理論と呼ばれている。

大統一理論によってビッグバン模型は素粒子の起源まで包含するものとして、益々強く支持されるようになった。しかし詳しく検討を進めると、つじつまの合わない点がいくつか見出されてきた。それが技術的な問題に過ぎないのか、基本的問題に関するものか、その回答は今後の研究に待たなければなるまい。

3. 光らない質量

ビッグバン模型の拠り所の一つになっている物質密度は、星の明るさから求めた光る質量である。これが重力の源になる質量より小さいことが古くから知られていた。その差は失われた質量 (missing mass) と呼ばれているが、正確には光らない質量というべきであろう。それを定量的に求めかつその起源を明らかにすることが、宇宙論の重要課題の一つである。

光らない質量を求めるには重力場の影響下にある物質の運動を観測し、それから重力場をつくる質量を導く。わが銀河については星や水素雲の速度が観測され、それに基いて質量分布が得られている。それによると太陽近傍における銀河円盤の面密度は約 $90 M_{\odot} \text{pc}^{-2}$ であるのに比べて、光る星の面密度はその約 $1/3$ である。後者には暗い赤色矮星まで光度関数を外挿する不定性が大きく、この食い違いはそれほど深刻ではない。星の密集する円盤を包んで遠く広がるハローにわが銀河の質量の大部分が詰め込まれていることは、光らない質量が光る質量より約一桁多いことを示す。

重いハローの存在は、水素雲の速度の観測から多くの渦状銀河について認められた。楕円銀河については、 X 線ハローの観測が重いハローの存在を要求する。 X 線を発生する高温プラズマをつなぎ止めるためには、重力源として光る質量の一桁以上の質量が必要である。矮小銀河については、その星の運動エネルギーからヴィリヤル定理によって求めたヴィリヤル質量が、やはり光る質量より大きい。このように銀河には一般に光る質量の一桁以上の光らない質量が伴っている。

銀河の集団である局所銀河群や銀河団についても、光る質量の $10\text{--}100$ 倍のヴィリヤル質量のあることが古くから知られている。この相当部分は銀河ハローに伴うものである。

光らない質量として、重いニュートリノやブラックホールが考えられている。ニュートリノ説については梅村雅之・池内了(天文月報 **77**, 171 (1984))に解説されて

いるが、ニュートリノ質量の測定はまだ確定した値を与えるに到っていない。ブラックホール説は高い物質密度を前提とするので、 D , ${}^3\text{He}$ の初期生成量が少くなる。それ故これらをつくる過程を別に求めなければならない。もともとビッグバン説では ρ_{mo} の許される範囲が非常に狭い上、 D , ${}^3\text{He}$ の宇宙初期の存在量を推定する観測上の根拠もまだ確定していないから、単純なビッグバン模型に固執する必要はない。そこで光らない質量が普通の物質で、現在は光らない物体、例えばブラックホールになっている場合を考えよう。この模型が観測される諸現象とどう関係するかを次に考えてみよう。

4. 種族 III の星の輻射

膨脹する宇宙の温度が約 4000 K に下ると、陽子は電子を捕獲して中性原子になる。原子はこの温度の輻射に対して透明度が高いので、これ以後物質と輻射とが分離してほぼ別々に振舞う。換言すれば、観測される輻射は分離直前の状態を反映している。梅村・池内の解説にあるように、輻射の異方性は当時の温度の空間的ゆらぎを表している。もしゆらぎが断熱的であれば、温度のゆらぎは密度のゆらぎを伴う。一方、物質は密度のゆらぎの成長によって星や銀河をつくる。凝縮は重力が圧力に勝つことによって起るから、温度が高いほど質量の大きな凝縮が生ずる。球対称の凝縮が可能な最小質量をジーンズ質量と呼び、分離直後の状態に対して $10^3 M_{\odot}$ 程度である。

しかしここに二つの問題がある。第一に、 $10^{12} M_{\odot}$ の銀河やさらに重い銀河団をどうしてつくるか。第二に、ジーンズ質量の物体がそのまま収縮するか、さらに細かく分割されるか。第一の問題は 3 K 背景輻射発見の直後にソ連の人達によって論じられ、大質量星の輻射で物質が加熱され高いジーンズ質量が実現することが考えられた。最近では大質量星の爆発の衝撃波による加熱がオストライカーと池内によって考慮され、銀河や水素雲の形成の可能性が示された。第二の問題については、米山が質量分布の下限が $200 M_{\odot}$ 程度であると論じたが、吉井等は少量の水素分子や金属原子による冷却効果によって軽い質量の凝縮に分割されることを示した。最近林忠四郎(物理学会誌近刊)は非球対称の凝縮を考察し、ジーンズ質量を判定条件に使うことは実際的でなく、軽い質量の星が多く形成されることを示した。

これらの星は銀河形成以前に凝縮するので、種族 III の星と呼ばれる。その宇宙論的意義については筆者の論文 (*Fundamental Studies and the Future of Science, Univ. College Cardiff Press, p. 106 (1984)*, *Adv. Space Res.* **3**, 449 (1984)) を参照されたい。ここでは松本敏雄(天文月報 **77**, 14 (1984))の論文に関連して

種族 III の星から放出される輻射について述べる。

式 (1) に従って膨脹する宇宙において、密度 ρF が種族 III の星になり、質量エネルギーの ε 倍が輻射に転化すれば、輻射のエネルギー密度は

$$\rho_r c^2 = \frac{3}{5} \varepsilon F \rho c^2 = \frac{\varepsilon F c^2}{10 \pi G t^2} \quad (5)$$

星の質量を M 、明るさを L とすれば、星が光っている時間は $t_* = \varepsilon M c^2 / L = \varepsilon M c^2 / y L_E$ となる。ここで $L = y L_E$ で、 $L_E = 4 \pi G M c / \kappa$ はエディントン光度である。吸収係数 κ はトムソン散乱断面積と電子当りの質量 (陽子質量 m_p) の比である。この t_* を式 (5) の t に代入すれば、輻射密度は

$$\rho_r c^2 = (9/40 \pi) (G m_p^2 / e^2) (m_e c^2 / e^2)^3 \times m_e c^2 (y^2 F / \varepsilon) \quad (6)$$

この表式は基本定数の組合せと天体物理に関係する $y^2 F / \varepsilon$ から成っている。水素燃焼で光るとすれば $\varepsilon = 0.007$ 、光が $z \sim 100$ で発生するとして現在密度は

$$\rho_r c_0 \approx 3 \times 10^{-12} y^2 F (0.007 / \varepsilon) \times (10^2 / (1+z)) \text{ erg cm}^{-3} \quad (7)$$

この値は 2.7 K の黒体輻射密度 $4 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-3}$ と矛盾しない。すなわち種族 III の星は輻射密度を基本定数と天体物理的パラメーターの組合せで説明できる。

この輻射はそのままでは近赤外線として観測される。 $M \geq 100 M_\odot$ では $y \sim 1$ で、表面温度は進化の過程で余り変化せず 10^5 K 程度である。これが $z \sim 10^2$ から赤方偏移すれば現在温度は 10^3 K 程度になり、輻射スペクトルは波長約 $3 \mu\text{m}$ に極大をもつ。これが松本等によって行われた観測のねらいである。

しかし、種族 III の星から放射された光が自由に宇宙を伝播するとは限らない。種族 III の星の内部では金属元素が合成され、爆発によって放出される。これらは塵をつくり、それが星の輻射を吸収して長波長の輻射として放出する。もし塵による熱化過程が完全なら、輻射は式 (7) で与えられる密度の黒体輻射となり、マイクロ波の背景輻射に寄与する。マイクロ波のスペクトルは波長 50 cm までプランク分布で表されることが知られているから、塵は $50/(1+z) \text{ cm}$ の輻射に対しても十分な光学的深さを与えなければならない。もし塵が針状であれば、これが双極アンテナとして作用して有効に熱化できることが、約 10 年前にパーセルによって示唆された。例えば半径 $0.1 \mu\text{m}$ 、長さ $50 \mu\text{m}$ の塵が質量比にして $\Omega_d \sim 10^{-6}$ もあれば、種族 III の星から放射される光は大部分約 3 K の黒体輻射になることが可能である。

図 2 に熱化されたスペクトルの計算値を観測値と比較した。ウッディとリチャーズによる観測スペクトルはプランク分布と比べて微妙なずれを示す。最近の別の観測によればプランク分布との一致がよいが、観測は技術的に

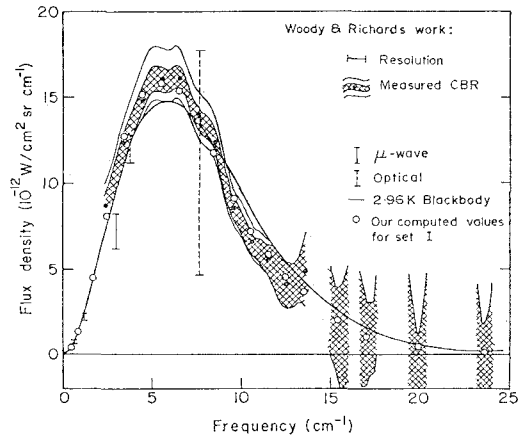


図 2 マイクロ波背景輻射のスペクトル。観測値はウッディとリチャーズによって得られたもの、白丸が針状塵によって熱化されたスペクトル (ラナの計算値)。

非常に難しいので、いくつかの波長域での強度の絶対値を数パーセントの精度で決めるのは容易ではない。一方計算値はプランク分布から数パーセントのずれが起ると期待されるから、3K 背景輻射に対する種族 III の星の寄与を見るには、いくつかの波長帯で強度を 1% の精度で測ることが必要である。

5. 種族 III の星の性質に対する制限

種族 III の星は十分な輻射密度を与え、熱化すれば式 (4) のエントロピーを説明し、さらに過去の異方性を洗い流して高い等方性をもたらす。しかしこれらの都合のよい結果を生む反面、次のような問題点が残されている。

質量 $\sim 100 M_\odot$ の星は中心部の温度が高く電子・陽電子対を発生する。このガスは不安定で大きな爆発を起す。その際中心部でつくられた重元素が星間空間に撒き散らされる。これは熱化の原因になる塵や種族 II の星の初期金属元素をつくるのに有効である。しかし種族 II の星の金属元素の重量比は $Z \sim 10^{-5}$ であるから、これを超越する金属汚染を起してはいけない。

中心部の物質まで放出しないようにするには、星の大部分が重いかまたは軽いものでなければならない。 $M > 200 M_\odot$ では重力が強くなり、中心部は収縮してブラックホールになり、 $M \leq 3 M_\odot$ では爆発を起すほどの急激なエネルギー発生は起らず白色矮星になる。中間質量の星は、規模の大小はあるが、内部でつくられた重元素を放出する。中間質量の星が欠けて重軽両端の星が多い質量分布は考えにくいので、重い星だけまたは軽い星だけの場合を考えよう。

重い星に対しては $y \sim 1$ 、 $t_* \sim 3 \times 10^5 \text{ yr}$ だから、前節の式 (5) 以下の議論があてはまる。核合成を受けない星

の外層は星間空間に放出され、残った質量はブラックホールになる。後者が光らない質量に寄与し、銀河形成にも一役演ずる。ほんの僅かの 0.01% 足らずの星が爆発して重元素を撒き散らせばよい。それ故種族 III の星の質量分布に約 200 M_{\odot} の下限があれば重元素量は過大にならず、背景輻射にも十分な寄与をすることができる。しかし星の形成の理論からは、このように大きな下限をもつ質量分布は考えにくい。

軽い星に対しては y が小さく星の寿命が長い。それ故光の大部分は $z \leq 10$ で放出され、それを長波長まで熱化するには針状の塵が 3 倍以上長くなければならない。また塵の量も約 1 桁多くなければならないから、 $Z \sim 10^{-5}$ の制限に対してぎりぎりである。輻射密度については、式 (7) で y と z が小さくなる効果が消し合うので許容範囲にある。ここでも問題は星の質量分布で、種族 I の星の初期質量関数のようにゆるやかな分布では、超新星爆発に伴う重元素の供給によって $Z \sim 10^{-2}$ に近くなってしまふ。質量分布が急であれば質量の大部分が赤色矮星になり、これが光らない質量を占めることになる。

いずれの場合も質量分布が種族 I の星の質量分布と著しく異っていなければならない。このような質量分布が可能であろうか。輻射と物質の分離直後は、輻射に引きずられて物質の運動は余り激しくなく、冷却に効く水素分子もまだつくりだされていない。この場合には球状の重い凝縮が起りやすく、重い星ばかりが生れたかもしれない。重い星が爆発して乱流が発達し金属元素が増えた段階では、多分軽い星が主に形成されたかもしれない。しかし、わが銀河に見られる星の質量分布と大きく異なる分布が実現し得るかどうかが、今後の研究に待たなければならない。

質量関数は理論に依存するところが大きい長年の課題であるから、観測的に種族 III の星をとらえる努力が平行して行われる必要がある。赤外線観測が取り上げられた理由はここにある。

針状の塵が有効に熱化できる波長範囲は 10 μm -1 cm である。もしこれが 100 倍に赤方偏移していれば、1 mm 以下の波長でプランク分布からのずれが期待される。すなわちサブミリメートルの領域のスペクトル観測が決め手になる。もし赤方偏移が 10 倍程度であれば、ずれは遠赤外領域で起り、観測は困難になる。星の光の吸収は炭素の特性吸収のある 0.2 μm 近くで大きくなるから、赤方偏移が 10 倍程度なら近赤外領域で直接光が波長と共に強くなるであろう。

これらの波長域での観測可能性は、黄道光と銀河光の寄与に強く依存する。これらの成分の強度は赤外線観測衛星 IRAS による結果でかなり修正されたので、宇宙成

分を導くには他の成分を注意深く差し引かなければならない。第 2 回の近赤外線観測の結果では、銀河極領域で松本の図 3 に与えた強度より低い強度が得られている。広い天空領域を観測して各成分の寄与を分離しないと、この問題には確定的な回答が得られないであろう。

6. 軽元素の起源

物質密度が大きければ、D, ${}^3\text{He}$ の起源を説明することがむづかしくなる。これらの成因として古くから加速された陽子や α 粒子の核衝突が示唆されている。 $p+{}^4\text{He}$, $\alpha+{}^1\text{H}$ の衝突で D と ${}^3\text{He}$ がほぼ等量生ずる。初期の核合成では D/ ${}^3\text{He}$ 比が物質密度に敏感なのに比べて、加速された粒子の核衝突ではこの比が広い範囲で変わらない。ところが $\alpha+\alpha \rightarrow {}^7\text{Li}+p$, ${}^7\text{Be}+n$, ${}^6\text{Li}+D$ で Li がつくられすぎる。もし α 粒子が陽子と同じエネルギー分布をもてば、Li 量は原子の数で比べて D, ${}^3\text{He}$ の約 2 桁下になる。しかも ${}^6\text{Li}$ が ${}^7\text{Li}$ の約 1/3 になる。銀河系においては前者が約 4 桁下、同位体比が約 1/12 であるから、高速粒子の核衝突説だけで軽元素の組成を説明するのはむづかしい。

この困難は銀河宇宙線の起す核反応で軽元素の形成を説明しようとした際に遭遇した困難と同じ根をもっている。 ${}^6\text{Li}/{}^7\text{Li}$ の比と Li の絶対値を小さくするためには、 ${}^4\text{He}(\alpha, d){}^6\text{Li}$ 反応のしきい値以上のエネルギーをもつ α 粒子の強度を小さくすればよい。自然がこのような細工を許すかどうか問題であろう。

ここで標準的ビッグバン模型でも、軽元素の起源を定量的に説明することは楽ではないを指摘しておこう。D/H 比を説明しようとするれば Li/H 比がやや不足する。 ${}^6\text{Li}$ は桁違いに不足する。 ${}^6\text{Li}$ の起源を説明するためには高速粒子による核反応が必要であろう。これが銀河宇宙線によって起るか、銀河形成以前の種族 III の星の爆発に伴って加速された粒子によるか、これも近い将来の課題である。

物質密度を大きくすると、図 1 で示すように ${}^7\text{Li}$ が多くなる。それ故その約 9 割を星に取り込んで 燃し、種族 III の星が、D, ${}^3\text{He}$, ${}^6\text{Li}$ を補給すればよい。しかし補給の仕方については上述のような細工を必要とする。

7. むすび

標準的ビッグバン模型は、フリードマン宇宙が $z \leq 10^{30}$ の広い範囲にわたって成り立つことを前提とし、素粒子の大統一理論と結びつく美しい自然観である。しかしこのシナリオにはまだいくつもの空白や不確かさが残されている。陽子崩壊やニュートリノ質量のような基本的問題と並んで、物質と輻射が分離した $z \sim 10^3$ から銀河形成に至る $z \sim 4$ までの歴史を調べることは、この自

然観に科学的根拠を与える重要課題である。この期間は宇宙の中世史とでもいうべき時代に当り、現代には影響の少ない暗黒時代かもしれない。しかしこの間に現代の宇宙の多様性を生む芽が秘かに育っていたに違いない。その一つを種族Ⅲの星として本稿に取り上げてみた。

このような星の形成はビッグバン模型において起るべきものであるから、その影響を観測することは天文学の重要課題の一つであろう。近世の効果が強く現れる中から暗い輻射を見出すことは技術的に容易ではないが、松本が述べたようにその方への努力が着々と進んでいる。

また、種族Ⅲの星は、標準的ビッグバン模型が困難に遭遇したとき、それを救う可能性をもっている。ビッグバン模型の窮屈な枠をゆるめ、パラメーターの変域を広くすることを許すものである。極端な場合には、古代のビッグバンは中世の影響の修正になる可能性もある。種族Ⅲの星の役割を具体的に知るには、今後数年の研究が積み重ねられねばならないであろう。

雑報

国際天文学連合 (IAU) 第19回総会

IAUの第14回総会はインドのニューデリーで1985年11月19日~28日にひらかれます。IAUの国内委員会である天文学研究連絡委員会は、新しい会員の推薦などの作業を4月頃までに行わなければなりません。つきましては、3月20日までに、IAUの新会員の候補を自薦・他薦でお送り下さい。なおその際、姓名、所属、生年月日、国籍、最終学歴、学位取得の年月、現在の地位、主な研究分野、3つの主要論文の題目とその発表誌、加入したい委員会名を一枚の紙に書き、また参考としてその他の発表論文リストをつけ加えて下さい。

また、IAU会員となっていないが総会に参加を希望される方も、3月末までにお申し出下さい。なお、インドの総会でも、35歳以下の人達に対する出席補助があることが期待されます。その内容はまだ分っていませんが、その申し込みも4月末まで受付けます。

日本学術会議
天文学研究連絡委員会委員長
古在由秀
三鷹市大沢東京天文台 (〒181)

☆ ☆ ☆



D. Reidel Publishing Company

新刊案内

The Big Bang and Georges Lemaître

Proceedings of a Symposium in honour of G. Lemaître fifty years after his initiation of Big-Bang Cosmology, Louvain-la-Neuve, Belgium, 10-13 October 1983

edited by
A. BERGER
Institut d'Astronomie et de Géophysique Georges Lemaître
Université Catholique de Louvain, Belgique

440 pp. 1984, Cloth ¥16,500. ISBN 90-277-1848-2

This volume contains the edited Proceedings of a Symposium held in Belgium in 1983 to honour G. Lemaître 50 years after initiation of Big-Bang Cosmology. Georges Lemaître was born in Charleroi in July 1894 and, between 1927 and 1933 published three works which conditioned later study on the expansion of the Universe and the prieval atom. Lemaître's work in celestial mechanics was mainly concerned with the Three Body problem and he managed to regularise equations in the case of binary encounters by a transformation of coordinates keeping the Hamiltonian formalism. Moreover, he applied improved celestial mechanics methods to mechanical problems, in particular for the motion of charged particles in the field of a magnetic dipole in connection with the geophysical study of cosmic radiation. About 100 scientists from 14 countries have contributed to this book which recalls all the importance of Lemaître's work in the development of actual astronomy and geophysics.

UNSTABLE CURRENT SYSTEMS AND PLASMA INSTABILITIES IN ASTROPHYSICS

Symposium No. 107 held in College Park, Maryland, USA, August 8-11, 1983

edited by
MUKUL R. KUNDU and GORDON D. HOLMAN
Astronomy Program, University of Maryland, College Park, USA

PUBLICATIONS OF THE INTERNATIONAL ASTRONOMICAL UNION, PROCEEDINGS OF SYMPOSIA 107

592 pp. 1984, Cloth ¥18,150 ISBN 90-277-1886-5
Paper ¥8,800 ISBN 90-277-1887-3

The new generation of space observations has led to an increasing need for a thorough understanding of processes that occur in magnetized plasmas. The realization that essentially the same plasma processes must be understood for many problems related to astrophysical, space, and man-made plasmas has led to a greater interest in interdisciplinary meetings involving experts from these diverse fields. The Symposium, the Proceedings of which appear in this volume, was the first attempt within the International Astronomical Union to bring together scientists from these disciplines. Included papers cover topics as varied as jets from the nuclei of active galaxies, solar flares, and planetary magnetospheres. Taken as a whole, the Proceedings represent an important step in bringing together in a single volume papers representing recent progress in overlapping disciplines which until now have not interacted strongly.



Reidel 日本総代理店

株式会社

ニュートリノ

東京都港区赤坂8-4-7 カービル
TEL (03)405-6137(代) 〒107