

# 宇宙におけるヘリウム形成

佐藤 文 隆\*

## 1. ヘリウム量の謎—1964年頃まで—

水素について多量に存在するヘリウム (He) の形成は古くから1つの謎とされていた。

元素の起源論は1957年頃までに、星でのエネルギー生成に伴う核反応と超新星爆発時の核反応による元素の合成というかたちで一応の集大成をみた。ここで元素合成のいくつかの道すじが整理され、いくつかの元素間の相対組成比を説明することの基礎が与えられた。しかし初期の水素の内どれだけが He より重い元素に転化したのかという基本的な間に答えたものではなかった。なぜならこの問題は(イ)銀河内の物質が星間ガスと星とをどのような早さで循環するのか?、(ロ)物質が星の段階を通る間にHがどれだけ原子核に転化するのか?という銀河進化と星の進化とのからみ合った問題だからである。H以外の原子核の大部分は He であるから、初期の H がどれだけ星の中で料理されたかというパラメーターとしては He をとるのが一番よい。

THO 理論に整理されているような星とガスの相互転化と元素の合成という銀河の進化を定量的に扱う試みが1959年頃に Salpeter, Schmidt 等によりなされたが、上記の(イ)、(ロ)の2点について定量的理論を欠いているため、多くのパラメーターを抱えて悩まねばならなかった。現在でも(イ)のガスをどれだけ星で料理するかについては明らかでない。ただ次のような1つの矛盾は以前から指摘されていた。それは現在の銀河の明るさをだす程度の核反応の割合では、宇宙の年齢かかっても現在の He 量に達しないという矛盾である。われわれの銀河の明るさを  $L$ 、質量  $M$ 、単位質量当りのエネルギー発生量を  $\epsilon$  とすれば、時間  $\Delta t$  の間での He の重量比の変化  $\Delta Y$  は

$$\Delta Y = \frac{L \Delta t}{M \epsilon} = \frac{(4 \cdot 10^{43} \text{ erg/sec}) \times (3 \cdot 10^{17} \text{ sec})}{(2 \cdot 10^{44} \text{ g}) \times (6 \cdot 10^{18} \text{ erg/g})} = 0.01 \quad (1)$$

となり、現在の He 量、 $Y \approx 0.3$  には1桁以上およばない。この推定は星の中で出来た He は全て星間ガスに混合されたと仮定したもので  $Y$  の上限である。したがってもし現在の He を全て星の中で合成しようと思えば現在よりはるかに早いスピードで He が作られていた銀河活動の活発な段階があったと考えねばならない。これは1つのうす気味悪い矛盾である。

次に(ロ)の星の進化での元素合成については1963年頃まで林先生を中心とするグループで  $15.6 M_{\odot}$ 、 $4 M_{\odot}$ 、 $0.7 M_{\odot}$  の計算が行なわれた。それによると爆発で質量放出の期待できる段階での各シェルの質量比は第一表のようである。He はどの星でも一時は多量に作られるのであるが爆発する頃にはその大部分がさらに重い元素になってしまっているため He はあまり形成されないのである。このことは、He/H の前記の矛盾に加えて  $Y$  と  $Z$  (炭素より重い元素の重量比) の相対比についても矛盾をひきおこすのである。すなわち He/H 比の矛盾を何んらかの手段で解決したとしてもそれに伴って  $Z$  の値が大きくなりすぎるという矛盾につき合わされる。林グループの計算をもとに Cameron 達が銀河の元素の時間的変化を追求する計算を行なったが  $Y$  と  $Z$  の相対比の問題はかくされている。

ともかくわれわれは He の星での合成という説についてはその絶対量と重元素との相対比という二つの矛盾につき当るのである。

## 2. $3^{\circ}\text{K}$ 輻射の発見—1965年頃—

ここで少し個人的な話になるが、1965年に発表されたいわゆる  $3^{\circ}\text{K}$  の宇宙輻射発見当時に私が経験したことについてみる。

1964年11月に基礎物理研究所で「ニュートリノ天文学」という研究会があり、この時、私が宇宙の Big-Bang モデルから予想されるニュートリノの海についてレビューをしたり 杉本さんが He flash に関連して  $\nu$ -loss と He 量とをからませた議論があったりした。それからしばらくして林先生が1950年にやられた宇宙初期の陽子と中性子の比率 ( $p/n$ ) の計算をもとにそれに続く He 形成を計算してみるべきだといわれた。

この話は、1946年頃から Gamow が中心にすすめた宇宙初期の数分間で元素を作ろうという元素起源論であるが、この理論はC以上の元素が作れないということである。

第1表 進化した星の各シェルの質量

星の質量	X	Y	Z	
$0.7 M_{\odot}$	0.24	0.8	0.68	He-flash 時
$4 M_{\odot}$	0.71	0.3	0.26	炭素燃焼後
$15.6 M_{\odot}$	0.73	0.5	0.22	

\* 京都大学理学部物理学第二教室

Humitaka Satō: Helium Problems in the Universe.

挫折していた。He の形成は Hayashi 理論以前に初期物質を中性子のみとした場合について Fermi-Turkevich が行っていたが p/n 比をもとにしたものはなかった。1958 年に Hayashi-Nishida が一応これを行っていたが、 $3\alpha$  反応をつなぎ目として重い元素も作ろうとする目的を持っていたため現在からみれば異常に低い温度を仮定していたことになっていた。He だけを作るのであれば、最初 Gamow が仮定した温度が最近の観測とも大体同程度であり、むしろ Fermi-Turkevich の状況に近いものでよかつたのである。1950 年の Hayashi 論文の p/n をもとにしたこうした Smirnow の He 量の計算がその頃(黒体輻射発見より前) 発表された。しかし、1950 年の論文では中性子の half-life を 20.8 分としており、その後訂正された 11.7 分と大部違っているので、このあたりをもう少し正確に計算し直そうというのである。林先生は 1950 年の計算とその後になされた Alpher 達の計算をもとに half-life の補正を行ない、また He 合成の過程を単純化して(第 3 節参照) He の生成量を簡単に推定する話を私達に話された。私は Big-Bang 宇宙論の勉強をはじめていたこともあってこの計算を正確にやってみるようになった。

こちらはむしろアカデミックな問題としてこれを考えていたせいもあって、のんびり構え今から思えば細かいところに凝ったりしていたように思える。ところが、ちょうどその頃すでに Penzias-Wilson の発見があり、これに解釈を下した Dicke のグループではこの問題が中心問題の一つであったからすぐに計算がされていたのである。私達は  $3^{\circ}\text{K}$  輻射のことは雑誌で初めて知ったのであるが、それに引き続いて公表された Peebles の計算やさらに徹底的にやった Wagoner, Fowler, Hoyle のそれにはいつも先をこされた。それで仕方なく Li, Be, B の核反応でまとめざるを得ないような破目になった。こうなった理由にはもちろん、能力の差が第一であるが、実験との関連の有無からくる緊迫感の差も 1 つの原因でなかろうかという言訳めいたことを付け加えたい。それは日本での自立した研究の発展ということにも関連していると思える。

それはともかく、宇宙初期での He の生成量は  $Y=0.25\sim 0.3$  の値となり、現在の He 量とほぼ一致することが明らかになった。したがってこの話と第 1 節の星の話と合わせれば次のように謎は解けるように思える。すなわち星での元素形成では  $\Delta Y = \Delta Z$  であるとし、たとえば

種族 II の星  $X=0.74, Y=0.26, Z=0$

種族 I の星  $X=0.72, Y=0.26, Z=0.02$

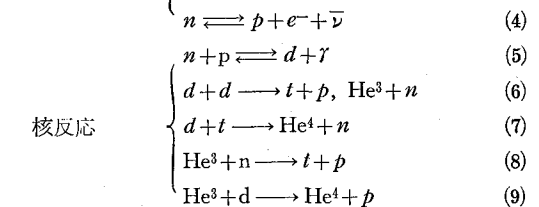
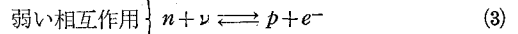
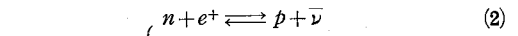
と考えるのである。これは現在でも有力な見方であるが、最近いろいろの新しい矛盾が出ていることを以下に見る。

ここでついでにいうと、上のスキームでもやはり種族 II の Z をどう考えるかという問題がある。これについては銀河形成の初期に Supermassive star 爆発の段階を挿入する考えが出されている。この考えは He 問題とも関連して Hoyle, Tayler が 1964 年にすでに指摘している。星間雲の Cooling の問題とも関連して通常の質量の星を作るのに Z が必要だとも考えられる。

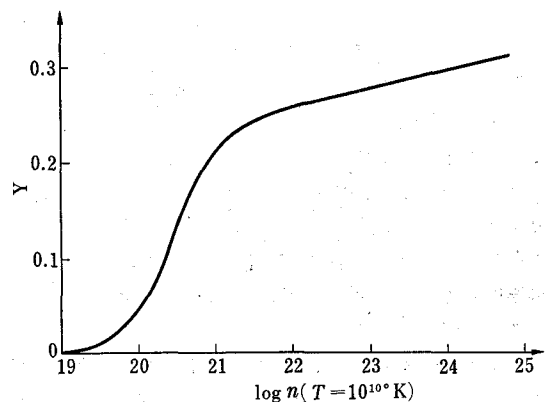
### 3. 宇宙初期での He 形成

先に述べた He 形成の過程をもう少し精しくみてみる。

He 形成は陽子 (p) と中性子 (n) の比がきまる弱い相互作用の過程とそれらから He 核までいたる核反応の過程とに分れ、次のようになる。

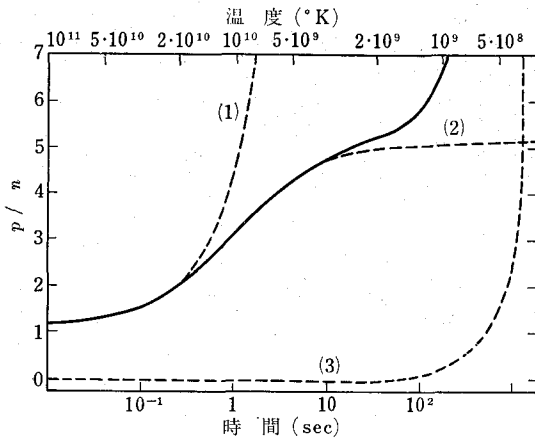


これらの反応で作られる He の量の計算値を第 1 図に示す。ここで上の過程を少し分解してみると次のようになる。初期 ( $t < 0.3$  秒,  $T > 2 \cdot 10^9 \text{K}$ ) では n と p は (2)~(4) の反応で熱平衡にあるがその内に n ができる吸熱反応が切れて、以後は ( $t > 10$  秒) (4) の n の自然崩壊だけがおこる。この様子は第 2 図に示す。一方核反応は高温では出発点での (5) の d の光分解が早く d はわず



第 1 図 宇宙初期に形成される He の重量比 Y. 横軸は宇宙のモデルを示すパラメーターで、ここでは  $T=10^{10}\text{K}$  における物質密度をとってある。現在の密度は

$$n_0 = (2.7^{\circ}\text{K}/10^{10}\text{K})^3 n(T=10^{10}\text{K})$$



第2図 陽子と中性子の比  $p/n$  の時間変化(実線). 点線は (1) 熱平衡とした場合, (2) (2)式と(3)式の反応だけ仮定した場合, (3) 初期に中性子だけとして自由崩壊を仮定した場合.

の密度は次の関係にある.

$$\frac{n_d}{n_p n_n} = \frac{3}{4} \left( \frac{4\pi\hbar^2}{m_H k T} \right)^{3/2} e^{Q/kT} \quad (10)$$

ここで  $Q$  は  $d$  の結合エネルギー.  $n_d$  は温度の減少とともに急激に大きくなり,  $T \approx 10^9 \text{K}$  よりも低温になると (6) の反応以下がおこるようになる(第3図参照). (6) から (9) までの反応はすばやいものであるから  $d+d$  反応がおこって直接に  $\text{He}^4$  ができると考えてもよいほどである. こう考えれば中性子数の変化は次のようになる.

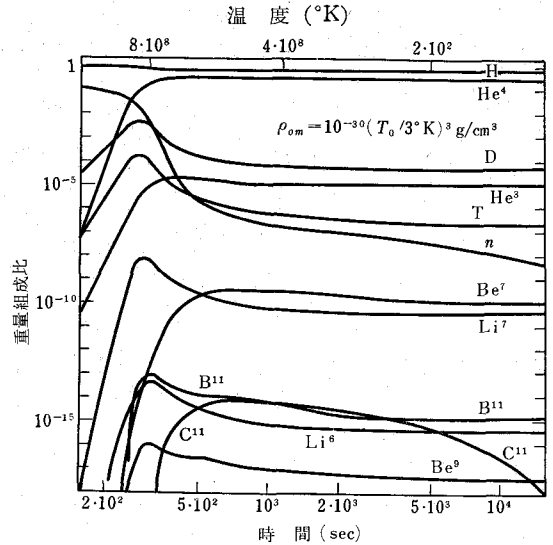
$$\frac{dn_n}{dt} = -\lambda n_n - n_d^2 \langle \sigma v \rangle_{DD} \quad (11)$$

ここで  $\lambda$  は  $n$  の half-life,  $\langle \sigma v \rangle_{DD}$  は (6) の反応率. 2つの行先の確率の比  $\Phi = n_d^2 \langle \sigma v \rangle_{DD} / \lambda n_n$  が1より大きければそれまで残っていた  $n$  は全て  $\text{He}$  核を作るのに使われるとしてよい. だから結局  $\Phi(t_c) \approx 1$  となる時刻での  $(p/n)_{t_c}$  を知れば最終的な  $\text{He}$  の量は

$$Y = 2 / \{ (p/n)_{t_c} + 1 \} \quad (12)$$

と推定できる. したがって  $n$  が自然崩壊に移る時刻がわかれば (10) を用いて  $\Phi \approx 1$  となる  $t_c$  が求まり  $Y$  がだせるという簡単な関係にある.  $t_c$  の実際の値は (10) から明らかのように宇宙の物質密度によっているが比較的高密度の方のモデルで  $t_c = 100$  秒,  $(p/n)_{t_c} = 5.7$  したがって  $Y = 0.3$  となる.

以上述べてきた数値は等方的に膨張しているFriedmanモデルで, さらに  $\nu$  の化学ポテンシャルがゼロの場合である. 前述の  $\text{He}$  形成の説明からもわかるように核反応のおこる温度 ( $T \leq 10^9 \text{K}$ ) での膨張の time scale  $t_{ex}$  を変えると  $\text{He}$  量も変化するが, その様子を第4図に示す. 核反応の time scale  $t_{nu}$  はこのモデルでは  $t_{ex}$



第3図 核合成の時間的变化.

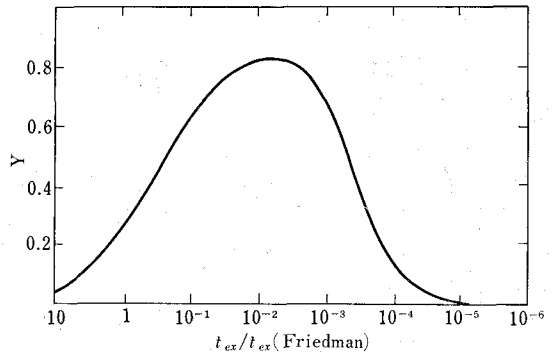
より十分短かいから, その制限内で  $t_{ex}$  を小さくすれば残存している  $n$  の量が大きくなり  $Y$  が増加する. しかしさらに  $t_{ex}$  を小さくして  $t_{ex} < t_{nu}$  になれば反応時間が十分でなくなるから  $Y$  は再び減少する. このように  $t_{ex}$  が Friedman モデルと異なる原因として次の(イ), (ロ), (ハ) が考えられる.

(イ) 非等方な膨張. たとえば一方向の磁場があればこのような非等方な膨張が期待される. 普通  $t_{ex}$  は小さくなる.

(ロ) 重力定数が宇宙的時間の間には変化している. これらの仮定は通常  $G$  が過去で大きかったとするから  $t_{ex}$  は小さくなる.

(ハ) 膨張を支配するエネルギー源は普通光子とそれと同程度の  $\nu$  などであるが, この他にもっと大きな未知のエネルギー源があったとする. この場合も  $t_{ex}$  は小さくなる.

(ニ) 次に弱い相互作用は  $\nu$  の吸収, 放出を含むか



第4図 膨張の time scale  $t_{ex}$  を変えた時の  $\text{He}$  量  $Y$ .

ら $\nu$ のエネルギー分布に強く依存する。分布は Fermi-Dirac 分布だから温度と化学ポテンシャルで決められるが普通は  $\nu$  と反 $\nu$ の密度が等しいと仮定して化学ポテンシャルをゼロとする。しかしこの根拠はそれほどはっきりしたものではない。もし  $\nu$  を反 $\nu$ より多くすれば  $n$  の decay が大きくなって  $Y$  は減り、反 $\nu$ を多くすれば  $n$  の decay が押えられて  $Y$  は増加する。しかし化学ポテンシャルをゼロでなく取ればエネルギー密度が大きくなり再び(ハ)の効果で  $Y$  は減る。

(ホ) 弱い相互作用はまた電子の吸収、放出を含むから電子のエネルギー分布にも依存する。ただし化学ポテンシャルはこの場合はゼロである。しかしもしこの時期に強い磁場 ( $H > mc^2/[e(\hbar/mc)] = 4.4 \cdot 10^{18}$  gauss)があれば Larmor 回転が量子化されるのでエネルギーレベルが変わってくるので運動量空間の大きさが変わってきて  $n \rightarrow p$  の反応率は一般に増加する。しかし磁場のエネルギー密度が非常に大きくなるという効果のために(ハ)の効果で結局は  $Y$  を減少させる。

一般に Friedman モデルからの小さいずれでは(ニ)の場合を除き一般に  $Y$  は増加する。最近  $n$  の half-life が 10.8 分だとする実験もありこれだと  $Y$  は 23~27%

減少する。

4. He 量の新しい矛盾

He 量の観測値と星の進化理論との矛盾が §2 の最後に述べたような形で一応の解決をみたように思えたのであるが、最近またこれに反抗する新しい観測も出はじめてきた。

ここで He 量の観測にはどんなものがあるかを見てみよう。He 問題のレビューには Tayler のがあり、それには 1967 年頃まで He 量の分光観測についてまとめられている。第2表にそれらに追加して観測の現状を示す。単位は水素との数の比で示してあるが、 $Y$  との関係は  $Z=0.02$  とすれば  $He/H=0.1$  で  $Y=0.28$  である。この表からわかることは特別の He-deficient 星と太陽以外は  $Y \approx 0.24 \sim 0.4$  の間にあり、大部分は  $0.27 \sim 0.3$  である。この値はまた星の内部構造論と観測をもとにした  $Y$  の推定とも大体一致する。(主系列星の光度、主系列から曲がる点、脈動星のメカニズム)これが 1965 年頃までの状況であった。その後 He-deficient 星が発見されたのと太陽風、太陽ニュートリノ、QSO 3C273 の観測などが一時確立されたかに見えた調和を打ち破った。こ

第2表 ヘリウムと水素の比(数)の観測

天 体	He/H	観 測 者	
惑 星 状 星 雲 <sup>a)</sup>	0.18~0.08	O'Dell ('63), Aller ('64), Harman & Seaton ('65)	
オ リ オ ン 星 雲	0.12~0.10	Aller & Liller ('59), Mathis ('62)	
その他のガス状星雲(分 光) <sup>b)</sup> (ラジオ波) <sup>c)</sup>	0.12~0.08 0.084	Mathis ('62), Mendez ('63), Schmidt ('62), Faulkner & Aller ('65) Palmer, Zuckerman, Peinfeld, Liller & Metzger ('69)	
B 型 星 <sup>d)</sup>	0.20~0.13	Scholz & Traving ('67), Cayrel ('58)	
種 族 II 的 星 <sup>e)</sup>	0.20~0.11	Traving ('64), O'Dell, Peimert, Kinman ('64)	
He-deficient 星	$\sim 10^{-3}$	Searle, Rodgers, Sargent Greenstein, Münch など ('66~'67)	
3C273	0.007	Bahcall & Kozlovsky ('69)	
太 陽	0.09	Biswas & Fichtel ('64)	
	分 光+宇 宙 線	0.063	Lambert ('67)
	プロミネンス	0.16	
	風	0.05~0.02	Neugebauer & Snyder ('66), Hundhausen 他 ('67), Ogilvie 他 ('69)
	ニュートリノ	0.05>	Davis, Harmer, Hoffman ('68), Bahcall ('68)
宇 宙 線	0.07	Webber ('67)	

a) IC 418, NGC 40, 2662, 6826, 6572, 6543, M 15 の中  
 b) M 20, M 87 Carinae, NGC 6822, NGC 346 (L.M.C.), NGC 604 (S.M.C.), NGC 604 (M 33)  
 c) Orion, M 17, NGC 6357, IC 1795, W51  
 d)  $\tau$  Scorpii,  $\zeta$  Persei  
 e) BD+33°2642 の中の B star, M 15 の中の K 648, NGC 6644 の中の惑星状星雲

うした天体は He だけが小さくて重元素は普通である場合が多い。

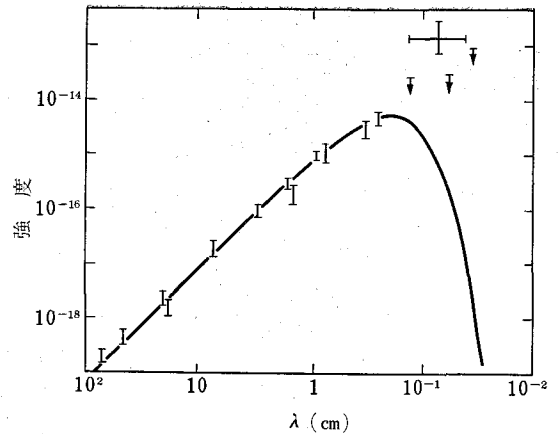
$Y$  の値が 0.25 よりも小さいということは He の宇宙初期生成説を覆がえすもので、Big-Bang モデルを支える  $3^{\circ}\text{K}$  輻射と He 形成という 2本の柱の 1本がゆらぎだすことである。(もちろん、Big-Bang モデルをいろいろと修正すれば合わせることもできるが少しゴテゴテして明快さに欠けてくる。) したがって、小さい He 量の観測の意味については注意深くみる必要がある。この問題はこれらの天体に関する幅広い現象と関連して今後さらに明らかにされるであろう。ここでは二、三の議論を紹介するにとどめる。

He-deficient 星について考えると、 $Y$  の観測値というのが見かけ上なのかそれとも実際にそうなのかという点が問題となる。たとえばオリオン星雲内の He-deficient 星は普通の  $Y$  をもつ星のすぐ近くにありたりして星の形成時の組成を忠実に表現しているとは考え難い。したがって何か元素を分離するメカニズムが働いて He が見かけ上小さくなるというようになっているのかも知れない。こうしたメカニズムとしては、星の重力による沈殿(ただしこれでは重い元素は全て沈むから観測とは合わない)や原子のイオン化の差を利用しての磁場による分離などが考えられる。太陽風の場合も磁場との関連があると考えられる。たとえば太陽活動の quiet な時は  $Y \leq 0.16$  であるが磁気嵐の間では  $Y = 0.37$  にも上昇するという報告もある。さらに太陽の flux からする初期 He 量の推定には核反応率、状態方程式、opacity、回転、対流、太陽の年齢などの複雑にからみ合った問題がある。最近の専門家の分析をみると Lambert の組成 ( $Y = 0.218$ ) をとって他のパラメーターを合わせるようなことをやっており、しだいに Big-Bang 理論のいう  $Y$  に近づきつつある。3C 273 の輝線をもとにした解析もまだまだ QSO 本体をとり囲むガス雲のモデルに依存する面があるように思える。

このように見てくると He 問題に関するかぎり、Big-Bang モデルによる説明を覆えすほどに強力な観測はないようにも思える。しかし、最近、Big-Bang モデルの 2本柱のもう一つである  $3^{\circ}\text{K}$  輻射を黒体輻射とする解釈にさからう現象があらわれはじめている。したがって Big-Bang モデル全体がゆらぎだした状態で問題を見直せば、 $Y$  の小さい天体を見る目は変わってくるであろう。

## 5. Big-Bang モデルの観測的基礎

Big-Bang モデルは一般相対論と Hubble 膨張の観測とを組合せれば比較的自然的にでてくるモデルであり、理論的基礎もしっかりしている。しかし、直接的な観測的基礎は先にも述べたように宇宙黒体輻射の存在と He の



第5図 バックグラウンド輻射の観測値。(おのこの観測の手段については本文をみよ。) タテ軸の単位は  $\text{erg/cm}^2 \text{ sec ster. cps}$ .

原始生成くらいである。He の問題については §4 で現状をみたが、もう 1つの支えである「黒体輻射」の観測について簡単に見てみる。

第5図はマイクロ波、遠赤外波長域でのバックグラウンド輻射観測の現状である。観測事実をもっと生の形でいうと次のようになる。

- (a) 地球に等方的に入射する輻射
  - 地上 (0.33 cm ~ 73.5 cm の間)
  - ロケット (0.4 ~ 1.3 mm の幅)
- (b) 吸収をおこす星の中に存在する輻射  
(0.359, 0.559, 1.32 mm)

(a) からいえることは「等方性」でありこれを空間を一樣に満たすという「一樣性」と考えるのには 1つの立場がすでに入っている。(b) はこの点少なくとも星間空間では「一樣」であることを主張している。「等方」を「一樣」と結びつけるのは自然であるが、どれぐらいの空間にわたって「一樣」であるとするかが次の問題となる。それは大きくいって宇宙全体、なんらかの銀河集団の中、銀河内だけの 3つの立場がありえる。等方性は非常によく成り立つから、局在した輻射源を考える場合にはその輻射がその源内ですでに thick になりかけていると考えねばならない。銀河内に閉じこめるには 300 pc 以下で optical thickness が 1 よりも大きくなければならない。もし、このようになっていけば、銀河外の天体のこの波長域での観測に大きな修正が必要となってくるであろう。また銀河の外にも一樣にこのような輻射がつまっているかどうかの直接証明には超高エネルギー粒子が遠方からやってこれるかどうかなを見るのがよい。

mm 波、遠赤外域での輻射については、われわれはまだ身近な天体に関しても、星間物質に関しても知っていないので、この問題について結着つけることは現在で

は困難である。したがって既知の銀河からの輻射をよせ集めただけでもこのような輻射が宇宙を一様に満たすことになるとする仮説の余地が残っている。それも、QSO、Seyfert 銀河などアクティブな天体にその源を押しつけるのではなく、われわれの銀河のような普通の銀河が強力な遠赤外線域の輻射の放射体であると仮定する余地さえ残っている。ただしこの仮定をとれば銀河からのエネルギー放出としては可視光よりも大きくなり、銀河内の星からのエネルギー放出の形態についても考えを改めねばならなくなる。

第5図の観測は短波長域ではプランク分布から大きくずれる様相を見せている。しかし、前述のような既知の対象についてさえその輻射の性質が知られていないため、Big-Bang モデルの支柱の1つがゆらいだと判断するのは早すぎると思える。しかし、未知であるがゆえに“ゆるがす”可能性は十分にあるともいえ、混濁とした状態である。

超高エネルギー宇宙線も  $10^{19}$  eV 以上の粒子が相当数発見され、 $10^{21}$  eV という event も見つかっている。この宇宙線の源を QSO などのアクティブな天体とすればこれは明らかに黒体輻射が一様に満たしているという仮定に反している。したがって両方を立てるには源を数 10 Mpc より近くに持ってこなければならぬ。あるいは、一挙に銀河内の源でパルサーのような未知の天体に押し

つけるという可能もある。これもまた宇宙線起源についてのこれまでの見方に大きな影響を及ぼすものである。

あまりすっきりしない内容が続いたがこれが公平に見た時の現状であると思う。少なくとも Big-Bang モデルをもち立てるような観測は出てこなくなってきた。致命傷となるような鋭い攻撃ではないが、鈍痛を感じさせる攻撃が Big-Bang モデルにかけられていることは事実である。こうした時に Big-Bang モデルという大体系の城に入って新しい観測の矛盾をかかわすか、ゲリラ的にこの城を攻めるか、の立場によって問題を見る目も違ってくるであろう。

He 問題を通じて元素起源のスキーム全体がどうなるかを論ずるべき時がきているのかも知れない。その場合、次のような問題の研究がこれまでの考えに修正をしたり、追加をしたりすることになると思われる。それらは  
(イ) 銀河形成初期での activity と種族 II の Z の問題  
(ロ) 星の構造論での envelope での対流層とそれによる元素の mixing の問題  
(ハ) 星の爆発時にそれまでに作られた元素が一度溶かされるかどうかという問題

などである。

He 問題はこうして結局広範な天体现象と関連してきてどこかで常識を破ることを強いているようにも思える。

## 西村製の反射望遠鏡

- |          |                                    |
|----------|------------------------------------|
| 30cm “A” | カセグレン・ニュートン兼用<br>10cm 屈折望遠鏡 (f/15) |
| “B”      | カセグレン焦点<br>15cm 屈折望遠鏡 (f/12)       |
| 40cm “A” | カセグレン・ニュートン兼用<br>15cm 屈折望遠鏡 (f/15) |
| “B”      | カセグレン焦点<br>20cm 屈折望遠鏡 (f/12)       |

株式会社 西村製作所

京都市左京区吉田二本松町27

電話 (771) 1570, (691) 9589

カタログ実費90円郵券同封



30 cm 反射望遠鏡

ニュートン・カセグレン兼用