

中で元素の拡散と星の自転に伴う物質混合とが競合して、ほんのわずかだけ拡散の方が優っているような場合であることが必要である。別の言葉で言えば、Am 型星と正常なA型星との間に本質的に異なる点は何もなく、自転に伴う物質混合が優っているのが正常なA型星で、逆に元素の拡散がほんのわずか優っているのがAm 型星であると言える。コンチ (1970) はA型金属線星についてのレビューの中で、「“Am 型星” という特別の星が存在しているのではなく、“Am 現象” というものがあるのに過ぎず、普通いう所の Am 型星とは“Am 現象” を示す星に過ぎない。」という主張を強調している。上述の元素の拡散モデルによる Am 型星の説明は、コンチの主張に大変よく合致する。その他今後に残された問題としては、Ap 型星について主要グループとマンガン・グループの2つの群における元素の組成異常の差をどのようにして説明するか、あるいはまた Ap 型星の

斑紋と関連してユーロピウムとクロムとが別々に斑紋を作っているように見えるのはなぜかなどといった問題がある。

以上 Ap 型星, Am 型星の起源として、元素の拡散仮説の有望性について強調して来たが、最後にこの拡散モデルだけでは説明が付きそうもない観測事実も存在することを挙げねばならない。その第1は Ap 型星に半減期18年の放射性元素プロメシウムが存在するという最近のアラー・カウレイ (1970) の話がある。もしこの同定が真実であるとすれば、星の表面での核反応で説明する以外に手が無いであろう。その他サージェント・寿岳 (1961) によって調べられた Ap 型星 3 Cen A での ${}^3\text{He}$ の問題がある。この ${}^3\text{He}$ を拡散モデルにより ${}^3\text{He}$ と ${}^4\text{He}$ の原子量の差だけで選択的に沈澱させることで説明するのは困難であろう。

宇宙における高エネルギー核現象

—A 型特異星における軽元素の起源に関連して—

伊 藤 謙 哉*

1. はじめに

宇宙に存在する元素をつくる過程の1つに x 過程と呼ばれているものがある。文字どおり、ふつうの元素合成過程ではその存在量を説明できないところから名づけられたもので、Li, Be, B の軽元素、重水素 D などをつくる過程がそれにあたる。いくつかの早期型特異星の表面で観測されているところの Be, ${}^3\text{He}$, D などの起源も一筋縄ではいかず、どうやらこの範疇に属するようである。

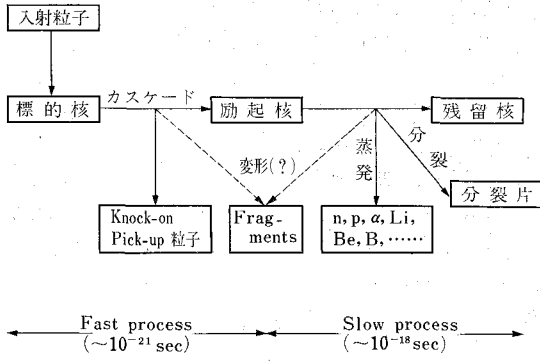
一般に宇宙元素の起源にかんしては、バービッジ夫妻、ファウラー、ホイルのいわゆる B²FH 理論 (1957年) と、日本における林-早川一派の一連の研究 (1956~63年) によって一応の集大成をみた。合成過程を大きく2つに分けると、1つは星の内部の高温高圧の下でエネルギー生成に伴ってゆっくりと反応が進む核反応であり、1つは超新星爆発時に星の外層部で短時間におこる核反応である。大部分の元素の存在はこれらの熱核反応による合成過程で説明できるが、上述した Li, Be, B や D はいずれも近くの原子核にくらべて結合エネルギーが

小さく、熱核反応でできてもすぐに水素と反応してこわれてしまうのである。ここで x 過程の有力な候補として非熱的な核反応が考えられた。すなわち、これらの元素は、高エネルギーに加速された粒子が重い原子核に衝突した際に生じた核破砕片であろうというわけである。しかし宇宙の寿命の間、星の生涯のなかで果してこのような高速粒子が多量発生する時間があるであろうか。かなり前に早川幸男氏 (1954年) はこの非熱的な反応をはじめ提唱し、星の形成初期に相当に長い間高速粒子の照射があってそこで軽元素がつくられることを指摘した。その後星の初期の段階である T-Tauri 星に Li の多いことが発見され、この過程の存在は現実味を帯びてきた。

一方、林忠四郎氏による星の進化の理論的研究も進み (1961~62年)、太陽質量の星では、生まれてから主系列へと収縮する段階で光度が一時著しく増し、現在の太陽光度の2000倍にも達しうることがわかった。この現象は原始星の flare up と呼ばれており、この時期に星の表面磁場が大きく乱され、磁場が増幅される。このとき荷電粒子の加速がおこり軽元素がつくられる可能性がでてくる。しかし定量的な計算の結果、Li の量は足らず、この不足分は、宇宙論的 3°K 黒体放射の観測から予想される宇宙初期での生成と、 α 粒子が関与する反

* 立教大学 理学部

Kensai Ito: High-Energy Nuclear Phenomena in the Universe



第1図 高エネルギー核反応における 2 step model を示すダイアグラム

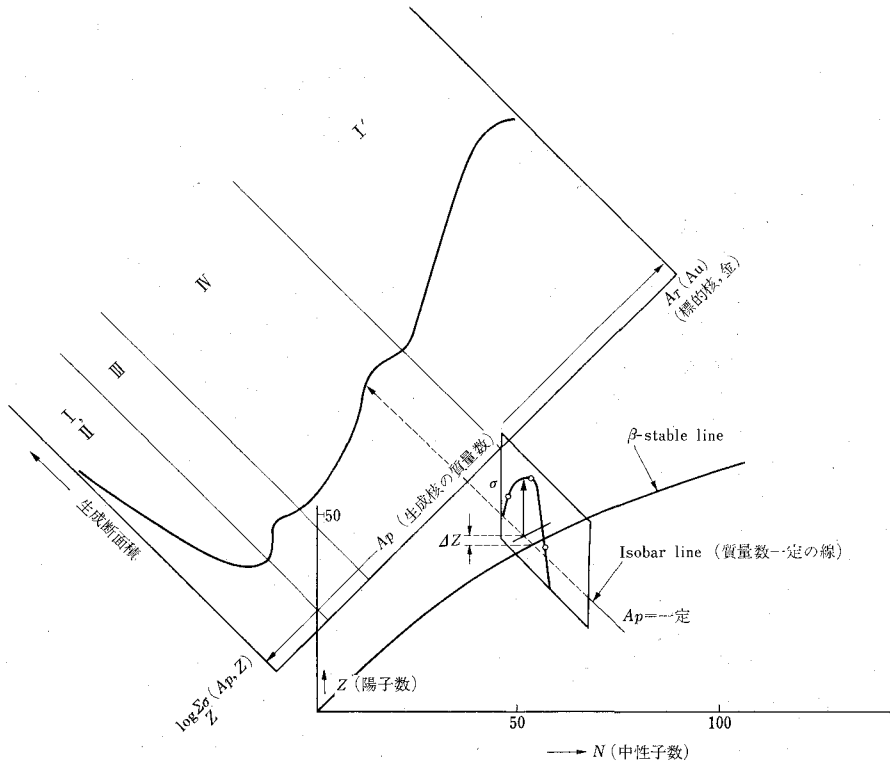
応での生成によって補う試みがなされてきた。さて、A型の特異星の中には、太陽やB型星における平均の元素組成にくらべて Be の多いもの、また ${}^3\text{He}/\text{He}$ の値が1に近いものが観測されている。これらの存在量を説明するためには、また異なった状態のもとの α 過程を考えなければならない。これにたいしては次のような1つの考えが提案されている。A型特異星はもともとは連星の1つ(第2の星とする)であって、相棒の星(第1の星)は早く進化し、すでに超新星となって爆発してしまっている。第1の星が爆発したときに放出さ

れた高速粒子が第2の星にふりかかってそこで核反応をおこしたというものである。この問題については §4 で検討してみる。

こういった非熱的な反応は spallation 反応(核破砕反応)——一般的には高エネルギー核反応——として知られている。 α 過程の主役である spallation 反応でこの問題を取りあつかう場合の重要な物理量として、元素生成の反応断面積(生成確率)およびそのエネルギー依存性がある。これらについての知識は理論的にも実験的にも十分でない。天文月報では少しお門ちがいかもしいないが、次章で α 過程のバックグラウンドである高エネルギー核反応について、現象論的に概観してみる。

2. 高エネルギー核反応

数 10 MeV 以上のエネルギー粒子が重い原子核にあたると、多くの陽子、中性子、 α 粒子のほかに Li, Be, B のような核破片が放出されるようになり残留核も多種多様になる。このような現象は一般的に spallation と呼ばれてきたが、破砕片——放出核と残留核——の生成確率はエネルギーや標的核によってきわめて変化し、それらの値を容易に求めることはできない。こうした現象を研究する分野が高エネルギー核反応論である。この研究は、地上の実験室では高エネルギーまで粒子を加速する



第2図 標的核 A_T (Au) に 1 GeV 位の陽子があつたときに生成核 A_p をつくる生成断面積の A_p 依存性をあらわす代表的な例。I~IV は反応の型(第1表)を示す。

ことが困難なこともあって、最初は宇宙線が原子核乾板内でおこす核現象から始まった。戦後大型加速器の発達に伴って反応の実験データが増してきた。しかし複雑な様相を呈する高エネルギー核反応を全般にわたって統一的に説明する方向に研究が進められてきたとはいえない。わが国においては、もう二昔も前になるが、藤本陽一、山口嘉夫、早川幸男氏らの先駆的な仕事があるが、その後大きな発展はなかった。これはこの分野が核物理と素粒子物理の中間分野であることが1つの要因になっている。しかし観測、理論両面における最近の発展と相まって、宇宙における高エネルギー核現象の解明には、かなり正確な核反応の知識が要求されるようになってきた。

高エネルギー核反応は、核に入射する粒子がエネルギーのすべてを核に与えてそれを励起し複合核をつくり、励起核から粒子を蒸発するというボーアの複合核モデルだけでは説明できない。複合核からの蒸発とは考えられないような高エネルギーの放出粒子が見出され、ハイゼンベルクは、複合核の形成の前に何か別の反応過程が先行していることを示唆した(1937年)。その後ザーバーはこれをいわゆる 2 step model という形でまとめあげた(1947年)。

高エネルギーになると、入射粒子のもつ波長は核内核子間の平均距離に比べて十分短かいので、核内での粒子の運動は古典的に取り扱える。入射した粒子はまず核内核子の1つ1つと直接に相互作用して滝のような多重衝突——カスケードシャワー——をくりかえして核子をはねとばす。はねとばされた核子のうち、あるエネルギー以上のものは核外へ出る。それ以下のものは核内にとどまり核を励起状態にし、ボーアの複合核が形成され、つづいて粒子の蒸発がおこる。この 2 step model は現象としては cascade-evaporation process と呼ばれ、反応時間的には fast-slow process ともいう。第1図にこのモデルの概略図を示す。

このハイゼンベルグ-ザーバーの 2 step model は美事なモデルで、その後はこのモデルの拡張、定量化に研究者の努力が向けられてきた。反応の様子を知るために1つの例をあげてみる。質量数 A_T の標的核 (Au くらい) に 1 GeV くらいの陽子をあてたとする。このときできる核 (質量数 A_p) の全生成断面積 $\sum_Z \sigma(A_p, Z)$

は第2図左上部に示すような傾向を示す。 $\sum_Z \sigma(A_p, Z)$ は同一質量数 A_p に属する荷電 Z のことになったものについて加え合わせた断面積をあらわす。また同一質量数 A_p に属するいろんな Z の同位体の生成確率 $\sigma(A_p, Z)$ はガウス分布を示している。その様子は第2図右下に示したが、 $\sigma(A_p, Z)$ が最大値をとる Z の値は安定核が並ぶ β -stable line より少しずれる。ここで第2図左上の $\sum_Z \sigma(A_p, Z)$ を表わすグラフを質量数 A_p の小さい方からみていくと右下りになってくる。これは生成核 A_p が蒸発過程でできたことを示すと考えてよい。ところが曲線は ^{18}F あたりから再び増え始める。これらの比較的重い核破片 (fragments) は、実験の解析からも理論面からも蒸発粒子として説明できない。この現象を fragmentation と呼んでみる。この生成機構についてはまだ分っていない。また $A_p \approx \frac{1}{2}A_T$ の付近の曲線の山は fission (核分裂) がおこっていることを示している。以上のような現象は A_T の大小、エネルギーの大小によっていろいろ変わる。

ここで現象論的に高エネルギー核反応を3つの型に分け、(i) spallation, (ii) fragmentation, (iii) high-energy fission と呼ぶことにする。生成核を予想される反応の型について分けると第1表ようになる。また第2図の A_p を反応の型に対応するように分類した。さらに第2表に標的核を分類して反応の特長を示した。

実際に宇宙での核現象を取り扱う場合、もっともほしいのは高エネルギー粒子を媒介とする各種の核変換の確率である。すなわちあるエネルギーの粒子が一つの原子核にあたったときどういふ原子核がどういふ割合でできるかということである。半実験的な式もあることはあるが、実験データの不足、理論面での困難もあって信頼し

第1表 生成核による分類

	放出核または残留核	反 応	略称
I	n, p, d, t, α , $^3\text{He}\cdots$	spallation	S
I'	I の残りの核	spallation residue	S'
II	Li, Be, B, C, N, O	spallation or fragmentation	S F
III	F~P ($20 < A_p < 30$)	fragmentation	F
IV	$\sim \frac{1}{2}A_T$	high-energy fission	f

第2表 標的核による分類

標的核	電 荷	反 応 の 特 長
軽 い 核	$Z \leq 12$	Mg より小
中 位 の 核	$13 \leq Z \leq 46$	Al \rightarrow Pd
重 い 核	$49 \leq Z \leq 89$	Ag \rightarrow Ac
非常に重い核	$90 \leq Z$	Th より大

spallation だが 2-step-model はあまり使えない。fast process が主。
2-step-model で大体よい。
2-step に fission 反応が少しはいる。
2-step で slow process は fission-like が主。

て実用に供せる段階ではない。かなり信用できる例として、Cu に 2.2 GeV の陽子をあてたとき $\sigma(A_p, Z)$ の測られているものに理論的な検討を加えて他の生成核種 ($A_p > 20$) の σ の計算値を求めたものが第3図である。このような図を数多く手許におけるようになることが望ましいのだが。

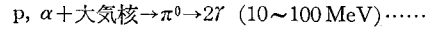
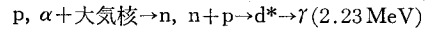
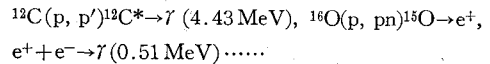
3. 宇宙にみられる高エネルギー核現象

この章では §1 で述べた x 過程のほかに、宇宙や天体でみられる高エネルギー核現象のうち代表的なものをいくつか挙げて簡単に述べてみる。

i) よく知られた現象として宇宙線粒子と星間水素の間の核反応がある。宇宙線の主な源は超新星のような進化の進んだ天体と考えられているから、重い宇宙線粒子は地球にくるまでに星間水素と衝突して軽元素をつくる。観測される宇宙線中、とくに宇宙での存在量が少い Li, Be, B や ^3He などはほとんど途中でできたものである。だからこれらをつくる核変換の σ を知れば、観測値を用いて、宇宙線が源から地球まで通過してきた物質層の厚さを推定でき、さらにそれをつかって源での組成も推定できる。したがって σ の値は宇宙線の伝播や起源の問題を解く上に大きな役割を演じてきた。飛翔体の進歩に伴ない、ひろいエネルギー範囲での測定が可能になってきたので、 σ のエネルギー依存性を知ることも重要である。また ^{53}Mn , ^{10}Be の半減期がそれぞれ 2×10^6 年, 4×10^6 年であることから、宇宙線中にこれらの元素があるかないかは宇宙線の年令をきめる1つの方法になる。 ^{53}Mn は主として Fe 核が、 ^{10}Be は主として C, N, O 核がこわれてできるのでこれらの生成確率 σ を正しく知る必要がある。

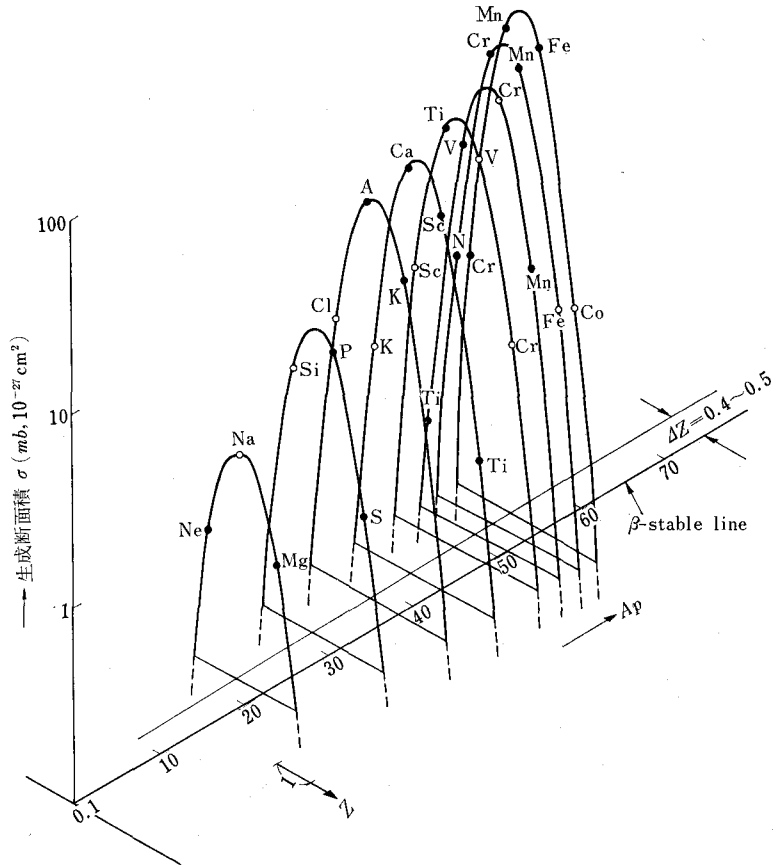
ii) 星の初期での x 過程については述べたが、もっと現実の話がある。それは、太陽フレアがおこったとき太陽表面は高エネルギー核反応の実験場となっているということである。フレア時に加速された α 粒子が太陽大気中の水素と衝突してつくる ^3He , ^3H などは地球で測れる可能性がある。また加速粒子が太陽大気中の C, N, O 核などと核反応をおこして励起

核や、不安定核種をつくったとき、各種 γ 線が発生する。たとえば次のような反応である。

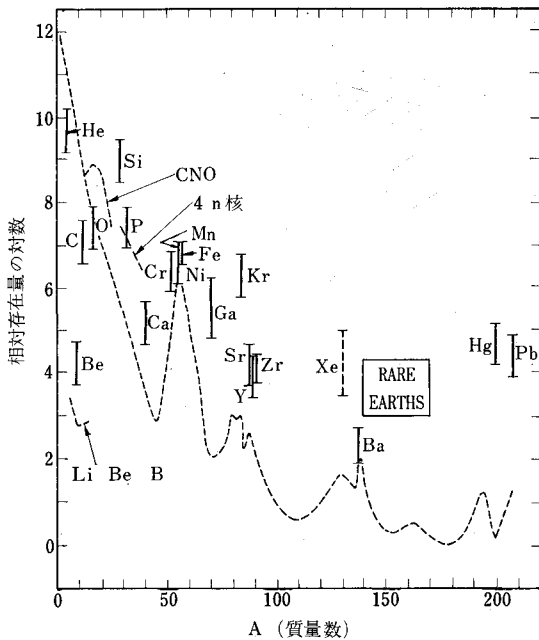


すでに、立教大や名大がおこなった気球観測 (1968~70年) でフレア時の核 γ 線の測定に成功している。このような線はフレア領域での粒子の加速や発生機構にかんする情報のにない手であるが、核反応の σ もその場合の大切な助っ人である。

iii) 隕石、宇宙塵、地球大気に宇宙線粒子がぶつかってできる放射性核種は宇宙線の永年変化などについての情報を伝える役目をする。最近の話題は月における月面物質と宇宙線粒子の間の相互作用であろう。アポロ11, 12号のもち帰った岩石の表面からいくつかの宇宙線生成物とみられる短、長半減期の放射性核種が測定された。さらにこれら放射性核種の量の深さによる変化も測られた。測定値を解析するときもっとも重要な量は、宇宙線強度 I と核種生成の断面積 σ である。このうち短半減期



第3図 Cu に 2.2 GeV の陽子をあてたときの生成断面積 σ の分布
 ○ 実験値 ● 計算値



元素の相対量の分布

第4図 A型特異星は垂直な実線(星によって値に変動がある), 点線は平均の組成をあらわす(フェウラー, パーピッチ夫妻, ホイルの論文より)

のもの ^{56}Co (77日), ^{54}Mn (303日), ^{58}Fe (2.6年), ^{22}Na (2.6年)については, 岩石の組成を考慮すると, はじめの3つは Fe からできたものが大部分で, ^{22}Na は主として Mg, Al, Si などからの spallation 生成物と考えられる。一方宇宙線については ~ 100 MeV 以下は太陽宇宙線(フレアー粒子), ~ 100 MeV 以上は銀河宇宙線による寄与が大きい。だから核種生成断面積 σ のエネルギー依存性を知ることは重要となってくる。上の短半減期の4つの核種については, 1959年以来の太陽宇宙線の照射によってつくられたものと考えて大体现在量を説明できる。これらの核生成は低エネルギーが効くから岩石のほとんど表面にしかない。一方長寿命核種としては ^{36}Cl (3×10^5 年), ^{26}Al (7.4×10^5 年), ^{53}Mn (2×10^6 年), ^{10}Be (2.5×10^7 年)があるが, これらは太陽放射線だけでなく, 銀河宇宙線によってもかなり生成されるので, Fe などからの生成断面積 σ のかなりひろいエネルギー領域での値を知ることが必要である。放射性核種の測定値の深さによる変化が, σ 値のエネルギー変化を反映していることがはっきりみられるのは興味深い。 σ を正しくおさえることができれば, これらの測定は太陽, 銀河宇宙線の $10^6 \sim 10^7$ 年におよぶ歴史を知る貴重な手がかりとなる。新しい地球外物質としての月, 標的核としての月の研究はまだ緒についたばかりでこれからの生長株である。

4. 早期型特異星の軽元素

おわりにこの小論のテーマであるはずのA型特異星についてふれなければならない。この星にみられる元素の組成で, 平均組成と比べてとくにことなっている点は(第4図参照)

- i) He が少ない, $^3\text{He}/^4\text{He}$ の値が非常に大きいものがある,
 - ii) Be が多いが, C, N, O は少ない,
 - iii) 重元素は多い, とくに希元素にその傾向大。Ca は少ない,
- などである。

このうち, Be, ^3He などは §1 でも述べたように対をなしていた連星の相手の星(すでに爆発した第1の星)からの高速粒子による spallation 生成という説が有望である。C, N, O, Ca が少ないことや, 重元素が多いことにたいしては十分納得できる説がなく, それらの生成に spallation 反応も一役かっている可能性もあるがここではとりあげない。話を軽元素, ^3He さらに D に限り, これらの元素が spallation 生成物であるという仮定にたつて, 大ざっぱに練習問題を解くつもりで検討してみる。つくる過程のみ考え, 生成されたこれらの元素がこわれる過程は考えないことにする。

第1の星から高速粒子がふりかかってくる前の第2の

第3表 L核生成の断面積, 80~100 MeV 付近での値, () は推定値をあらわす。単位は mb (10^{-27} cm 2)

生成核		標的核		
		C	N	O
Li	$^6\text{He} \xrightarrow{0.82\text{秒}} ^6\text{Li}$	<0.2	(<0.3)	(≤ 0.3)
	^6Li	10	(12)	(10)
	^7Li	8	(10)	8
	$^7\text{Be} \xrightarrow{54\text{日}} ^7\text{Li}$ K電子捕獲	17	(10)	5
Be	^9Be	2.5	(2)	2.5
	$^9\text{Li} \xrightarrow{0.17\text{秒}} ^9\text{Be}$	<0.01	<0.01	<0.01
	$(^{10}\text{Be} \xrightarrow{2.5 \times 10^6 \text{年}} ^{10}\text{B})$	≤ 0.7	(≤ 0.5)	≤ 0.2
B	^{10}B	(10)	(7)	(10)
	$^{10}\text{C} \xrightarrow{19.1\text{秒}} ^{10}\text{B}$	2.5	≥ 2	1
	^{11}B	(20)	(5)	≤ 25
	$^{11}\text{C} \xrightarrow{20.4\text{分}} ^{11}\text{B}$	60	≥ 60	15
	$(^{10}\text{Be} \xrightarrow{2.5 \times 10^6 \text{年}} ^{10}\text{B})$	≤ 0.7	(≤ 0.5)	≤ 0.2

(→ の数字は β 崩壊の半減期)

星（現在のA型星）の水素，M核（C, N, O）の組成は平均組成であるとし， $[H]_0$, $[M]_0$ であらわす。軽元素L核（Li, Be, B）は大部分第2の星の表面にあるM核からの spallation の結果でたと仮定すると（M核以上の核からの寄与は少ない），L核の生成量は次のようにかける

$$\frac{[L]}{[H]_0} = \iint f_d(t) \cdot \sum_i I(E, t) \sigma_{M_i \rightarrow L}(E) \frac{[M_i]_0}{[H]_0} dE \cdot dt$$

ここで \sum_i は C, N, O について加えることを意味する。 $I(E, t)$ は時刻 t に，エネルギー E で第1の星からふってくる粒子強度， f_d は dilution factor と呼ばれるもので，照射された物質が星の表面で対流によってうすめられることを考えた因子で，時間の関数であるが，表面層と対流層との比をとって $\sim 10^{-8}$ とおく。

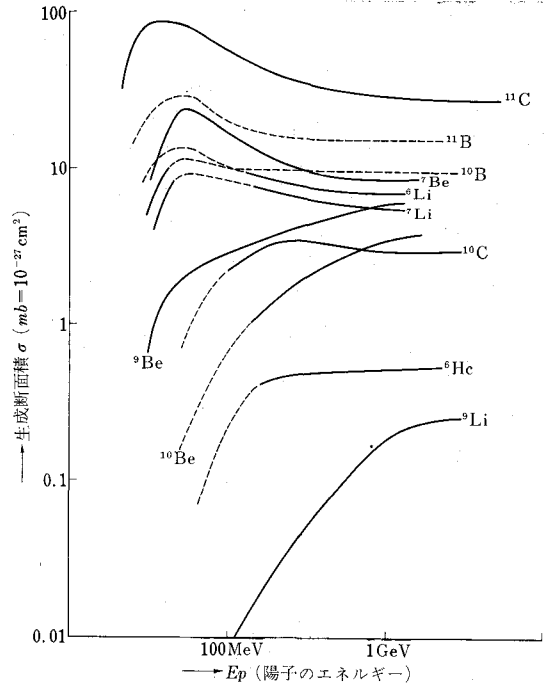
計算を簡単にするために，それぞれの物理量として平均的なものを取り， σ としてはもっとも反応に効く 30 ~ 300 MeV での値を， I として全陽子強度をとると，

$$[L] \approx f_d \cdot I \cdot \sigma \cdot t [M]_0$$

$$\approx f_d \cdot \frac{I_p t}{4\pi R^2} \cdot \sigma [M]_0$$

ここで R は第1の星と第2の星の距離， $I_p \cdot t$ は第1の星が爆発した時に放出された全陽子数である。

σ については実験，理論両面の進展により，かなり分ってきた。一応 C, N, O から Li, Be, B ができるときに寄与する 30 ~ 300 MeV 領域での有効値として 80 ~ 100 MeV での値を取り，第3表に与える。反応の σ のエネルギーによる変化は数 10 MeV で極大となるものと，200 MeV 以下で急におちるものがあるが，後者の場合はL核生成の寄与は少ない（第5図参照）。 ^{12}C からのL核生成の σ はデータもそろっているのでも，参考のためそのエネルギー依存を示す図を第5図に示した。第3表の値によって spallation 反応だけでつくられる Li, Be, B の比は大ざっぱに 9 : 1 : 23 になる。なお高速粒子は陽子のみを考えたが， σ 粒子も陽子の1割，あるいは同



第5図 ^{12}C に陽子があたったときの各種生成核の断面積のエネルギー依存を示す曲線。実線は実験データよりかいたもの，点線は推定曲線。

じくくらい放出される可能性もあるので σ 粒子による照射も考える必要がある。 σ 粒子のおこす spallation 反応については最近になって実験データがでてきたが，それによると Be の量が相対的に増す傾向がある。

A型特異星の軽元素の観測値の主要なものを第4表に示す。軽元素については Be があるのみである。表で $\Delta \log N_0 = 1 \sim 2$ すなわち $[L] = 2.5 \times 10^3 \cdot 10^{-4}$ をつくるに必要な $I_p \cdot t$ を求めてみる。 $\sigma(M \rightarrow Be) = 3 \text{ mb}$ ，連星の観測値より $R \sim 10^{12} \text{ cm}$ ， $f_d \approx 10^{-8}$ ， $[M]_0 \approx 1.2 \times 10^9$ とする（83ページにつづく）

第4表 A型特異星の組成 () は推定値

元素	電荷 Z	平均組成 N_0 ($\log N_0$)	$\Delta \log N_0 = \log N_{\text{star}} - \log N_0$			
			3 Cen A	α^2 CVn	κ Cnc	112 Her
H	1	10^{12} (12.0)				
He	2	1.6×10^{11} (11.2)	-1.0	(-1.0)	-1.2	(-1.3)
B	4	2.5×10^3 (2.4)	< +0.4	+1.2	+1.2	(+2.0)

	3 Cen A	HR 1732, ν For	α^2 CVn	κ Cnc
$\frac{D}{H}$	$< 10^{-2}$	$< 7 \times 10^{-4}$	$< 7 \times 10^{-4}$	$< 7 \times 10^{-4}$
^3He	He の 84%	He のほとんど	あ る	な い