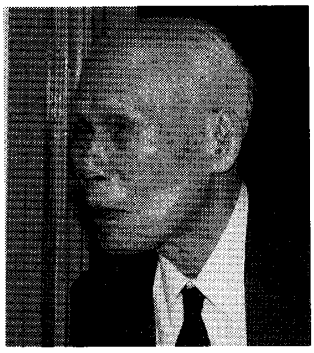
[宇宙物理学への発展]　座長: 杉本 大一郎

宇宙物理学事始

林 忠四郎



私はここにおります佐々木くんを通じてこの研究会の話をうかがったのですが、やはり何をお話すべきかということについて非常に迷いました。表題が「宇宙物理学事始」ということですから、宇宙物理学が私の研究室でどう始まったかという話なのでしょうけれども、しかしそれでは必ずしもグローバルな、世界的な話にはならないだろうし、科学史的な実証性もないかもしれないとは思いましたが、そういうことをいろいろと、今日はお話いたすことにしたわけです。

最初に「事始」と言う以上、私の経歴が一番問題になると思いますので個人の経歴から始めることにいたします。私は東大の物理学科を1942年に卒業しまして、先ほどの南部さんと同じクラスでございます。落合麒一郎先生のもとに、核理論と素粒子のゼミに参加したわけです。そのとき、Bethe の Reviews of Modern Physics に出た Nuclear Physics という Review Article を詳しく勉強いたしました。それで原子核理論の大勢については勉強できました。そのときに湯川先生の論文などもゼミで読みました。

ところでもう1つ、このゼミのほかに卒業の必須の科目として論文紹介というのがありまして、ここで私に割り当てられたぶんの1つが、Gamow の URCA プロセスでございました。これは1941年にできた、つまり前年に出た Physical Review の論文の紹介なのです。もう1つは、物性論の極低温の理論の2編の論文を紹介しているのですが、Gamow の天体核現象の論文が、どうして私に割り当てられたかということは疑問でございました。

しかしこのときに、Gamow の論文に refer されている Eddington の『星の内部構造』という本と Heitler の『輻射の量子論』などは多少は勉強いたしました。それが、私が宇宙物理学を始める機縁の一つでもあるのです。

1942年に卒業して3年間は、先ほどの南部さんと同じように、南部さんは陸軍でしたが私は海軍の技術士官として横須賀にいまして、1945年の秋に東大へ帰ってきたわけです。

ところが住居にしておりましたのが、日本無線という会社の社員用のアパートでした。これは物理学教室の職員に対して、その当時開放されていたアパートだったのですが、そこから立ち退いてくれという問題が起こりました。私は実家が京都ですから、湯川研究室へ入ったほうが素粒子論の研究もしやすかろうということで、そのことを落合先生に話しました。落合先生は、湯川先生が東大の兼任をしておられるので、近々湯川さんとお会いするから話してみるということでした。その結果、湯川研への入門がオッケーということになりました。それが1946年です。

さっそく湯川先生をおたずねしたところ、湯川先生から最初に、いま、物理教室の湯川研究室の部屋は満杯であるといわれました。ところが湯川先生は、宇宙物理教室の教授を併任しておられて、後に京都産業大学を興して総長になられた荒木俊馬先生の教授室が空いているので、天体核現象の研究を始めたらどうかと勧められたわけです。どうしてそういういきさつになったのかを今から考えてみると、たぶん落合先生と湯川先生の間で何かの話し合いがあったとは思っているのですけれども、そこは明らかではありません。

そのとき湯川先生は、私に Weizsaecker の Solvay 会議の会議録のコピーをくださいました。これは天体核現象、星のエネルギー源、元素の起源などについて書いてありましたが、湯川研究室においては、これをもとにして、私の入門以前にゼミナールが開かれていたとのことです。

しかし湯川先生は、天体核現象に非常に興味を持っておられました。というのは、私の想像なのですが、1939年に湯川先生は、Solvay 会議の出席を主目的に外遊をしておられ、ドイツ、ノルウェー、アメリカを回られたのです。ちょうどその年に、ドイツのポーランド進入の第2次大戦が9月に起こったので、湯川先生は急遽帰国されたのです。しかし、そういう外国滞在中に、新鋭の研究者たち、Gamow とか Bethe、Weizsaecker など、先生と年があまり変わらない人たちですが、と会い天体核

林の研究の履歴 11/7/2005 林 忠四郎

1942 東大卒 核理論と素粒子のゼミ（Bethe. 1936, 37）
論文紹介（Gamow の URCA 過程, 1941）

1946 湯川研入門 部屋は宇宙物理教室の旧荒木教授室
Weizsaecker の Solvay 会議録（天体核現象）1939
Chandrasekhar（1939）、Eddington(1926)の本

1947 赤色巨星の shell-source 模型の研究
等温コア（縮退、非縮退）＋CN 反応の球殻＋外層

1950 宇宙初期の P-N の存在比（Gamow の Big Bang 理論）
e^-, e^+, νとの相互作用により、P/N=1 ($T>10^{11}$K) →4 (10^9K)
H^2の形成に始まる核反応の結果、H : He = 6:4(重量比)

1950-55 浪速大、京大で素粒子論の研究
相対論的二体問題、非局所的相互作用のハミルトン形式

1955 基研の天体核現象研究会（星の進化など 2 週間）
出席者：早川、武谷、中村、畑中、一柳

1956 基研の超高温研究会（星の進化、地上の核融合）
星の内部の He 捕獲反応（早川、林、井本、菊池）
Seattle の国際会議出席、Cal. Tech. 訪問

1957 原子核理学教室と研究室の創設。当初のテーマは
星の進化と元素の起源、地上の核融合の研究

1962 論文 HHS（星の進化）を発表。対流平衡の星の進化

1970 太陽系の起源、星形成の動的過程の研究

[Slide 1]

現象の研究の重要性を、充分はっきりと理解されて帰られたのだろうと私は想像しております。

私は、荒木教授室でほとんど独学的に勉強することができました。Chadrasekhar の本とか Eddington の本を読み、また、1938 年、39 年の Physical Review には、天体核現象のいろいろな人の論文が非常に多数載っていますが、そのバックナンバーがちょうど荒木教授室にございました。それを自由に読むことができたことは、非常にいい環境のもとにあったと思います。

以前に私は、Gamow の、先ほど申しました URCA プロセスの論文を見ておりましたので、湯川先生の勧めに比較的素直に従うことができたわけです。ただし、やっぱり素粒子論が目的ですから、素粒子論と天体核現象の両方の研究を続けていけばいいのだろうと、当時は思っておりました。それでさっそく、天体核現象の勉強と研究を始めたのです。若いときですから、比較的、勉強は速く進んだと思います。そして 1947 年と 50 年にここに書いてあります 2 つの論文を出したわけでございますが、これはいずれも Gamow の研究に関係しています。

主系列の星につきましては、核エネルギー源がＣＮサイクルであることはベーテ、Weizsaecker によって 1938 年にわかっておりました。それで赤色巨星はどうなっているのか、つまり赤色巨星は半径が大きいものですから中心温度は低いはずなのです。低温で起こる特別の核反応を考えることは非常に無理がありまして、Gamow は shell-source モデルというのを提案いたしました。つまり中心ではもう水素がヘリウムに変わり、ヘリウムの等温コアがあるというモデルです。コアの中心では非常

に密度が大きくなっていまして、現在の白色矮星と同じくらいの密度、10^5 から 10^6g/cc くらいの密度で電子は強く縮退しています。このコアの外側のまだ水素が残っている薄い spherical shell のところで CN 反応が起こって、星のエネルギーを出している。この spherical shell の外側は、結局、輻射によって energy が運ばれている envelope であるというモデルです。

このモデルを正確に計算するためには、等温コアの計算をちゃんとしなければいけません。それで私はこの数値計算を非常にたくさんやりました。おそらくこの解も 10 個ぐらいは必要なのですが、1 つの解の積分に 1 日ぐらいを要するのです。これは現在から見ると本当に長い時間ですけれども、とにかくそのようにして実際の赤色巨星がこのような構造を持っているということを結論付けました。

1950 年のペーパーは、1948 年に Gamow が提唱した Big Bang 理論、当時 $\alpha\ \beta\ \gamma$ 理論と言われていましたが、それに関するものです。Gamow の主目的は、元素の起源の問題でして、非常に軽い元素からずっと重いウランに至る元素の存在量を全部説明しようということでした。私がすぐ気づいたのは、Gamow は、初期には neutron だけが存在すると仮定していることと、捕獲反応で重い核ができるときにベリリウム 8 は不安定な原子核なので、そのギャップをどう乗り越えるかということでした。

あとの問題は、実際に Fermi が指摘しました。、最初の問題は、この neutron が大量のポジトロンや、ニュートリノとの相互作用によりまして、proton に変わることです。

宇宙初期の、非常に温度の高いときは、neutrino pair の数が非常に多いので、proton と neutron はほとんど同数なのですが、kT が electron の rest mass energy より小さくなると neutron の数が減ってきます。低温で neutron から proton への free decay が効いてきます。温度が 10^9 K のあたりでは、陽子と中性子の存在比は 4 というぐらいの値です。ここまでは weak interaction が主役ですが、10^9K 以下に下がりますと、今度は普通の電磁気反応や、strong interaction の核反応が非常に早く、つまり宇宙膨張よりも非常に早く起こってくるわけで、それから後は核反応の時代になるわけです。

核反応で最初にできるのは deuteron です。deuteron は非常に小さいので、すぐ photon によって分解されます。従ってはその存在量は小さいのですが、そういう threshhold を乗り越えるとあとはヘリウムになるということです。

その結果、初期の proton-neutron 比が 4 であるということを使いますと、結局最終的にできた水素とヘリウムの重量比は 6 : 4 になります。この 4 という数字は、プロトン・ニュートロンの比は 8 : 2 ということです。8 : 2 からプロトンとヘリウムをつくるとすると、どうしたって 6 : 4 になってしまうわけです。実は私はこの結果を出しまして、観測と合う答えが出たと思いました。

当時ヘリウムの存在量は 40% であるということで満足いたしました。現在では、ヘリウムの存在量は 30% 程度であります。この間違いはどこからきたかといいますと、私はその当時に用いた weak interaction の coupling constant、つまりそれは 1 つのパラメターだけなのですが、これは neutron の寿命です。私はその当時調べた文献から、現在の正確な値の 2 倍の Life-time の値を使ったわけです。

1949 年には、当時できました大阪府立浪速大学に移りました。1954 年には助教授として湯川研究室に帰ったわけです。この間、素粒子論の研究を目指しまして、一つの問題は完全に相対論的な二体問題を formulate することでした。もう 1 つは、湯川先生が提案されていた非局所場の理論です。これは無限大の困難を解決するためにどうしても必要だと考えておられたものです。私の問題は interaction が 1 点の point interaction であったものを 3 点の interaction にすることでした。それをハミルトン形式で書くためには摂動論を使わなければならないのですが、私はこれを摂動論の 4 次まで計算しまた。

ところがたまたま、1955 年に基研の天体核現象研究会が開かれることになりました。これをお世話されたのは、早川幸男さん、それから年寄りのメンバーで、年寄りと言っても最高 40 歳代の、武谷三男さん、中村誠太郎さん、畑中武夫さん、一柳寿一さん、これは東北大の先生で、小尾信彌さんもおられまして、30 歳代、40 歳代の人々とそのお弟子たちがたくさん集まったのです。例えば中村誠太郎さんは、東大物理で原子核理論をやっておられましたが、そこの若い方々が数名出席されていました。それぞれそのお弟子さんを引き連れての研究会だったのです。

この頃私は、素粒子論の研究に 5 年ほどを費やしまして、星の構造や進化の問題については論文をあまり読んでおりませんでした。それが一柳先生の講義を通じて、ちょうど 1950 年ごろからシュバルツシルドが星の進化の研究を始め結果も教わることができました。

この研究会は、翌年 1956 年にもつながりました。それはさらに超高温研究会と名前が変わりまし

て、星の進化と地上の核融合の両方の問題を取り上げることになりましたが、ちょうどこのころ、湯川先生は原子力委員をされていまして、原子力問題の一つとしての地上の核融合を実現することは湯川先生のテーマでもありました。この２つの研究会におきまして、私は当時湯川研究室におりましたが、研究室の方向として少し変わった天体核現象の問題を取り上げることになったわけです。この点で基研の研究会の役割は、私にとっては非常に重要であったと思います。

その当時、素粒子論の研究では先ほどの南部さんの話にありましたように、dispersion 理論がある意味で全盛の時代でありまして、私としては、そういう propagator の analyticity が物理法則の基本になるというのはどうも納得できなかったのです。研究をどう進展させるかと非常に悩んでいた時期でもありました。それでここで、天体核現象の研究を再び始めました。これが私の宇宙物理学事始の経歴であります。

1956 年には Seattle で国際理論物理学会がありまして、Gamow も出席していました。その後、Cal. Tech. を訪問いたしましたが、ここには核反応の実験家の William Fowler がおりまして、いろいろな研究者に会うことができました。そのとき、星の進化の研究に必要ないわゆるＨＲ図：Hertzsprung-Russell 図を、Sandage から得ることができました。理論の発展にとって実験データは非常に重要です。その後 1959 年には、NASA に 10 カ月滞在いたしましたが、そのときいろいろな外国の研究者と交流できたというのも幸いだったと思います。

1957 年には、全国に原子核理学、原子核工学の教室ができまして、私は原子核理学研究室をつくることになりました。当初のテーマは、星の進化と元素の起源という天体核現象の問題、あと半分は地上の核融合の研究ということにして研究を出発させたわけです。3、4 年経ちますと、地上の核融合は少なくとも数十年は実現が不可能であろうということを悟りまして、天体の問題に集中することにしました。

1962 年には、ここにおられます杉本大一郎、蓬茨霊運との共著の論文「星の進化」を Progress の Supplement に発表いたしました。これは、いろいろな原子核の核反応、星のなかでの元素形成の問題と、星の進化の全体の scheme を記述したものです。そのなかには、星の中で水素が燃え出る以前に、対流平衡の星がどう進化したかという研究も含まれています。

1970 年までは、私は研究室でもっぱら共同研究をしていたわけです。星の進化の問題はだいぶ進めました。また、一般相対論に関係する、例えば宇宙論は、1965 年に Big Bang 理論の検証となる 3° K の背景輻射の観測以来大きく発展しました。それから neutron star の問題も重要になってきました。

さて、私個人としては一般相対論の問題はここにおられる佐藤文隆さんに任せる、また 1970 年以後の星の進化の問題は、杉本大一郎さんに任せるというように考えていました。私自身は、1970 年から、太陽系の起源の問題と原始星形成のダイナミックスの問題を研究することになりました。星の進化の研究は、quasi-static な場合から、難しい dynamic な場合に移ったわけです。

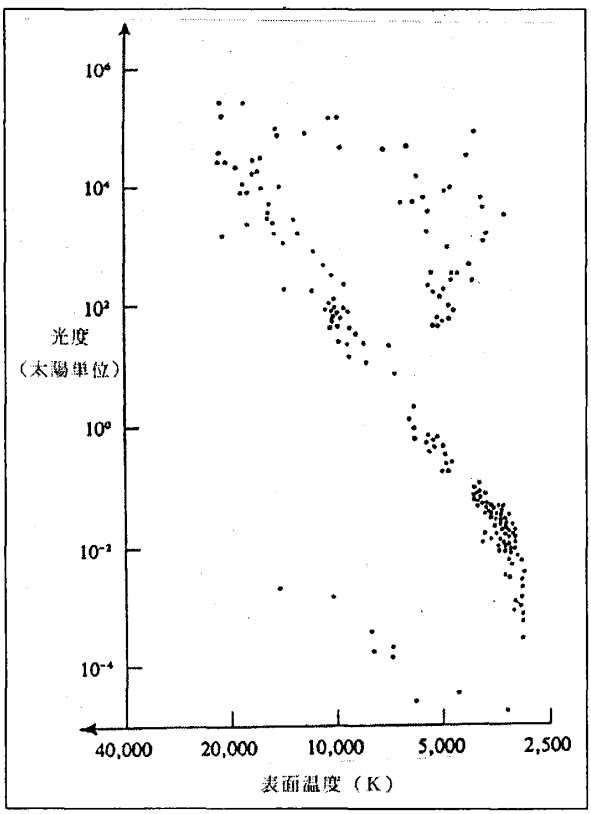
太陽系の起源につきましても、基研の研究会が、重要な役割をしております。1965、66 年に太陽系の起源の研究会がおこなわれました。このときには、天文、物理、地球物理化学、それから地質、鉱物の全国の研究者たちが集まって議論しました。それで私が太陽系の起源を取り上げることの非常に大きな機縁の一つになったわけです。起源の理論の状況がわかったのです。

それまで、私は宇宙全体の問題、星の問題を研究してきましたので、より身近な、われわれのいる惑星、地球に関する太陽系の問題をやってみたいという気がありました。その研究を進めるためには、昔の太陽の光度の時間変化がどうであったかということを知っておくことがどうしても必要だったわけで、そういう知識が存在したということが太陽系の起源の研究にを進ませる原因になりました。私の研究歴としてお話したいことは以上であります。

ところで、これだけではまだ、科学史的に興味ある問題には立ち至っておりませんので、昔のことを思い出しながら、具体的な宇宙物理学の例として星の構造と進化の問題についてまとめてまいりました。この問題はみなさん、必ずしも、あまり正確にはご存知ないかもしれません。どういうふうにして学問が発展したかということについてもひょっとしたら参考になるかもわかりません。

この問題は、20 世紀になって展開されました。星の構造と進化はこれを理解するのに 100 年を要したような問題であったわけです。星はガスと輻射からなって、quasi-static で平衡状態にあり、さらに簡単化して球対称とします。実際に太陽は遠心力が非常に小さくてその扁平度は 10^{-5} 以下であります。さて、星の進化の理論と比較すべき観測は、先ほどのＨＲ図でございまして、これは星の質量をM、光度をＬ、半径をＲ、もしくは星の表面の有効温度をＴとして、多くの星の $\log T$、$\log L$ を Hertzsprung と Russell が plot したものです。Hertzsprung は、ちょうど 1911 年にこの plot を始め

ました。



[Slide 2]

星の構造と進化　11/7/2005

ガスと輻射からなり、quasi-staticの平衡状態にある星を考える。構造は球対称とする(非回転：太陽では遠心力/重力＝10^{-4})。理論と比較すべき観測量は、質量 M, 光度 L, 半径 R(or 表面温度 T_e, $L=\sigma 4\pi R^2 T_e^4$)。　多くの星の $\log T_e$-$\log L$ の plot を HR(Hertzsprung-Russell)図という。

星の構造のマクロの基本式。
半径 r の関数として、密度ρ, 温度 T, 球面を通る熱の流れ L_r, 球面内の質量 M_r の 4 変数の連立式：

$dp/dr=-GM_r\rho/r^2$, $dT/dr=-L_r/4\pi r^2\lambda$, (重力平衡、熱伝導)

$dM_r/dr=4\pi r^2\rho$,　$dL_r/dr=4\pi r^2\rho\varepsilon$　(質量、熱流の連続)

ここに圧力 $p(\rho,T,$ 組成)、熱伝導率 $\lambda(\rho,T,$ 組成)、エネルギー生成率 $\varepsilon(\rho,T,$ 組成)、化学組成は H, He, 重元素の存在量、輻射の熱伝導率は $\lambda=4acT^3/3\rho\kappa$、κは輻射の吸収係数。

境界条件（ρと T は中心で有限、表面で零）のもとに、全質量 M と組成が与えられると上の連立式の解が決定。

星の構造を知るに必要な、ミクロ過程で決まる状態量 p、κ、εは、20 世紀になって量子論の発展に伴って明らかになってきた。これらの量は、星の構成要素である光子、原

[Slide 3]

一番星が多数存在するのが主系列でして、これは水素が中心で燃えている星の系列です。その右上にあるのが、赤色巨星ならびに赤色超巨星です。主系列の下にある 10 個程度の点が白色矮星でありまして、中心密度は太陽の 100 万倍です。半径一定の線というのは、ちょうど白色矮星が、半径一定の直線でございまして、半径一定の線はこれに並行になっていまして、右上ほど半径が大きいのです。

星の進化の理論の骨子を４枚のスライドにをまとめました。

１つは星の構造のマクロの基本式です。これは 19 世紀の古典物理学でわかってきたことでして、Helmholtz や Kelvin たちは使っていたと思います。半径 r の関数としまして、密度や温度、半径 r の球面を通る熱の流れ、それから半径 r の球面内の質量を M_r とすると、４つの r の関数、変数に対して非線形の連立式が成り立ちます。上の２つは重力平衡、それから熱伝導の式です。下の２つはただ、質量や熱流の連続の式です。p というのは圧力、それからλというのは熱伝導率、それからエネルギー生成率がεです。実際に 1938 年の Bethe の発見に至るまで、このエネルギー生成率の形はわからなかったわけです。

もう１つ、化学組成というのが変数としてあるわけですが、これは簡単に、水素やヘリウム、それから炭素以上の重元素の存在量を用います。実際に輻射で熱が伝わる場合には、熱伝導率は輻射の吸収係数κを使って、スライドの式で表されます。さて、境界条件の１つは、中心で密度や温度は有限であることで、もう１つの表面でゼロというのは、星の平均の密度内部や温度に比べて、表面の密度や温度は、非常に小さいということを簡略化したものです。これらの境界条件のもとでの数学的な解を考えますと、星の全質量 M と化学組成が与えられると、４個の連立方程式の解は完全に決定します。これを Russell - Vogt の定理といっています。これは 1920 年よりも前に、Russell と Vogt たちが見つけものです。

子、イオン、電子、原子核の基本的な相互作用の法則と集団の量子統計から、温度と密度の広い範囲にわたって求められた。

まず、星の内部は高度に電離した理想気体に近いガスとプランク輻射からなっていて、圧力は電子、イオンの圧力と輻射圧の和で与えられる。電子の圧力は、低密度の場合(Fermi energy $E_F<kT$)はρTに比例するが、高密度では電子は縮退していて圧力は$\rho^{5/3}$に比例する。極度の高密度($E_F>m_0c^2$の場合)では$\rho^{4/3}$に比例する。

輻射の吸収係数は、原子やイオンの電子の束縛—自由遷移、自由—自由遷移、自由電子による散乱の3過程の和で与えられる。前の2過程は最初 Kramers によって、Bohr の対応原理(1911)に従って求められ、後に量子力学的補正が行われた。

エネルギーの生成率は原子核反応によるものと、収縮の際の重力エネルギー放出によるものとの和で与えられる。後者は $-T\partial s/\partial t$(s はガスの単位質量あたりのエントロピー)であたえられる。

種々の核反応によるエネルギー生成率は、反応の断面積の分散式と複合核の準位の幅の観測値または推定値を用いて計算される。

[Slide 4]

一様組成の星のモデル。

上の輻射の吸収係数の値をもとにして Eddington(～1920)は、主系列星の内部は高温の理想気体に近い電離ガスからなり、主として輻射によって熱が輸送されていることを初めて見出した。彼は $\kappa L_r/M_r$=一定 というモデルを設定し、半径がわかっている主系列星の中心温度(10^7K の程度)や質量—光度の関係を求めることに成功した。

1930 年代には、エネルギーの生成が星の中心に集中しているモデルや一様に分布しているモデルなどがつくられ、Eddington モデルと本質的には同じ結果が得られた。また、Chandrasekhar(1935)は電子が縮退した高密度の白色矮星の構造を計算して、白色矮星の質量には上限(～$1.5M_\odot$)があることを明らかにした。

1938 年は天体核物理学の発祥の年である。Bethe と Weizsaecker は水素と種々の軽い原子核の反応率を調べた結果、低温で起こる次の CN 循環反応を見出した。

$C^{12}(p,\gamma)N^{13}(e^+\nu)C^{13}(p,\gamma)N^{14}(p,\gamma)O^{15}(e^+\nu)N^{15}(p,\alpha)C^{12}$

C と N を触媒として、H の融合によって He が形成される。Bethe は、この循環反応によるエネルギーの生成率を計算して、主系列星の光度を説明するに必要な星の中心温度は10^7K の程度であって、Eddington が求めた値に一致するこ

[Slide 5]

さて、星の構造を具体的に知るためには先ほどのミクロの過程で決まる状態量、すなわち圧力とか、輻射の吸収係数、エネルギーの生成率を知る必要があるわけですが、これは20世紀になって、量子論の発展に伴ってわかってきたわけです。星のミクロの構成要素としてはフォトン、原子、イオン、電子、原子核、さらにはいろいろな素粒子があります。これらの粒子間の基本的な相互作用の法則と、集団に対する量子統計から状態量を導かなければなりません。実際には、温度と密度の非常に広い範囲にわたって考えなければいけないというのが、星の構造を知るのための条件でございます。

まず、星の内部は高温の電離した理想気体に近いガスと、プランク輻射からなっているということが最初にわかりました。これは Saha の電離式などからわかります。圧力は、電子、イオンの圧力と輻射圧の和で与えられます。電子の圧力は、低密度の場合にはボイルシャールの法則、これは密度と温度の積に比例するという簡単なものですが、高密度では、Fermi 統計にしたがって、電子は縮退して、圧力は高密度の 5/3 乗に比例して、温度には depend いたしません。さらに密度が高くなって、Fermi energy が rest mass energy より大きい相対論的な場合には、密度の3分の1乗に比例する、これは Chandrasekhar が、1935 年に見つけたもので、白色矮星の構造は、縮退電子によって説明できるようになりました。

次の問題は輻射の吸収係数です。これについては、原子やイオンの電子が束縛状態から自由状態に遷移する、また自由状態から別の自由状態に遷移して、その際に、フォトンが吸収されます。それからさらに自由電子によるフォトンの散乱、つまりトムソン散乱があります。これらの3過程によって、輻射の吸収率が決まるわけです。最初の2過程は、Bohr の対応原理に従って Kramers が古典電磁気の、Maxwell-Lorentz の式に従って計算したわけです。そのあと、結局、量子力学的な補正が Gaunt たちによっておこなわれて正確な値がわかるようになったのです。

最後の問題は、核反応のエネルギー生成率です。原子核物理の実験や理論が、1930 年ごろから進展いたしまして、核反応の断面積は分散式と複合核の準位の幅を用いて表されるようになりました。この幅としては、観測値、また推定値を用います。観測値がほとんどなかった時代には、推定値をもち、計算されました。

最初、星の構造を明らかにしたのは、Eddington でして、1920 年当時です。当時、Jeans は星は液体からになっていると考えておりました。液体や固体を考えた人もいろいろとあったわけですが、流

体というのは一つの潮流もありました。これは19世紀におきまして、非圧縮生の回転流体の平衡形状の研究が、いろいろな数学者、例えばMaclaurin、Jacobi、Riemannなどによって行われました。

ところで、量子論の結果として、1926年ごろにはEddingtonが、星は高温の理想気体に近い電離ガスから、なっていることを証明しました。これをEddington模型と言います。星の構造の解は、先ほど言いましたように、質量と組成から決まるのですけれども、さらに半径の値を指定しますと、中心温度がこのモデルからすぐわかります。それでEddingtonは、先ほどの主系列星の中心温度は1千万温度のオーダーであるということや、質量－光度の関係を知ることに成功したわけです。

これで力を得まして、1930年代には、エネルギー生成量の分布をいろいろと仮定したモデルがつくられました。例えばエネルギーの生成が中心に集中している場合や、一様に分布している場合の解を、StroemgrenやCorolingが求めました。その結果は、本質的には、Eddington模型の結果と同じであります。

これらのモデルができてから、それまでまったく謎であったエネルギー源については、核反応の可能性が、いろいろと考えられてきましたが、ちょうど1938年にBetheが計算によって、水素がヘリウムに融合するCNサイクルを発見しました。1938年は天体核現象の発祥の年です。といいますのは、例えば1938年と39年のPhysical Reviewのバックナンバーを見てみますと、Gamow、Bethe、Weizsaecker、Oppenheimerたちの天体核現象の論文が並んでいます。実際にBetheはエネルギー生成率から主系列の星の中心温度を計算したわけですが、それはEddingtonの値と一致することを見つけました。

さらにBetheは、水素がヘリウムに融合するＰＰ連鎖反応を見つけました。これは太陽の質量の２、３倍以下の星では、ＣＮのサイクルより重要であります。中心領域ですべての水素がヘリウムに転化しますと、10^8度以上の高温では、ヘリウムの融合反応によって、炭素と酸素が生成されます。この反応率がわかったのは、1950年の頃です。1960年ごろには、より高温での炭素と酸素の核燃焼による、いわゆる４Ｎ核のマグネシウム、シリコンが形成されて、最終的にはもっとも安定な原子核、鉄が形成されることが明らかになりました。このように、種々の核燃焼のエネルギー生成率がわかってきました。

とを見出した。後に、太陽質量の 2～３倍以下の星では、次のｐｐ連鎖反応がCN反応よりも重要であることが見出された。

$H^1(p, e^+\nu)H^2(p, \gamma)He^3$, $He^3(He^3, 2p)He^4$

すべてのHがHeに転化した後は、10^8Kの程度の温度でHeの融合反応によってCとOが生成される（1950年代）。

$2He^4$ Be^8, $Be^8(\alpha, \gamma)C^{12}$, $C^{12}(\alpha, \gamma)O^{16}$

さらに、1960年頃には多くの人の研究によって、より高温でのCとOの核燃焼によるNeとMgの生成、さらにはSiが形成されて、最終的には最も安定な原子核であるFe^{56}が形成される核反応の系列と、その反応率の概要が明らかになった。

星の進化。

前に述べたように、quasi-static な星の構造は質量と化学組成によって決まる。核反応の進行による化学組成のゆっくりした変化に応じて構造はゆっくりと変化する。これが星の進化である。

最初は組成が一様であった星の中心領域でHが次第にHeに転化し、Heのコアが形成されてその外側の球殻でCN反応が進行している星が赤色巨星である。やがて中心領域

[Slide 6]

の温度は10^8Kの程度に上昇し、HeのCとOへの融合が進行して、C+Oのコアが形成される。

太陽質量の星の場合、中心温度はこれ以上には上昇しないのでC,Oより重い原子核は形成されない。Hからなる外層とHeの中間層の大部分のガスはゆっくりと外部に放出されて、白色矮星になるものと考えられている。

質量が太陽の10倍程度の星の場合、さらに重い原子核をつくる反応が順次進行して、Feのコアが形成される。このコアの質量がある程度以上に増大すると、コアは重力的に崩壊し、これが超新星爆発の引き金になるものと考えられている。

星の内部で形成された種々の元素は、赤色巨星の段階や超新星の爆発時に外部に放出される。現在までに放出されたHeの重量やC以上の重元素の重量は初期のHの2%の程度である。現在観測されているHe量は約30%であるから、Heの大部分はBig Bang宇宙初期につくられたものと考えられる。

未解決の問題。次のような動的過程

1. 形成段階の星の角運動量放出の機構
2. 赤色巨星の進化段階における質量放出の機構
3. 超新星爆発時の衝撃波発生の機構

[Slide 7]

さて、以上の状態方程式、輻射の吸収係数、核エネルギーの生成率を用いて、星のマクロの式を積

分することによって、星の構造と進化が計算されました。まず、中心領域で水素がヘリウムに転換して、やがてヘリウムの core がつくられ、水素の燃焼はその外側の球殻領域で起こります。やがて中心領域で、温度が 10^8K に達しますと、ヘリウムが燃焼して、C と O の core ができます。さらに温度が高くなると、先ほど言いました 4N 核が形成されていって鉄の core ができますが、これは、星の質量が太陽の 10 倍以上の場合です。

太陽質量の星の場合、炭素と酸素の core の形成後は中心の反応は止ってしまい、最終的には冷却して、白色矮星になります。質量が太陽の 10 倍程度の星の場合には、中心で鉄のコアができまして、このコアの質量は、先ほど言いました Chandrasekhar の研究で出た、Chandrasekhar mass です。これは太陽の質量の 1.5 倍です。コアの質量がこれを越しますと、超新星爆発を起こして、コアは重力的に崩壊します。この崩壊は、超新星爆発の引きがねになるわけです。

星の内部で形成された種々の元素は、先ほど申しましたように、赤色巨星の段階や、超新星の爆発で放出されます。現在までに放出されたヘリウムの量やカーボン以上の原子核の量は、初期の水素の数 % のオーダーです。多くの星の表面で、現在観測されている若い星のヘリウムの量は、30% なので、数 % と 30% の差を考えますと、ヘリウムの大部分は、Big Bang 宇宙の初期につくられたことになります。

ところで、進化に関する現在の難しい問題は、dynamical な過程です。１つは星間ガスから原始星が形成される段階の角運動量放出の機構です。２番目は、赤色巨星段階での外層の質量放出の機構、３番目は、超新星爆発時の衝撃波発生の機構であります。ただし、佐藤勝彦氏によりますと、現在、３番目の問題は 90% 解決しているということです。

太陽質量の星の進化を図にまとめたのが [slide8] です。これは HR 図上の進化の道筋です。原始星の最初は対流平衡だったのです。これはＴタウリ星として観測されています。太陽の位置に来まして、水素の融合反応が起こります。それで中心でヘリウムのコアができると、赤色巨星の段階に達します。ヘリウムが燃え出すと、ちょっと戻ってまた赤色巨星になります。赤色巨星の段階で、外側の物質が放出されて、しだいに中心に星が見えてきます。これは惑星状星雲の中心星です。この中心星が冷却していって電子が完全縮退して、白色矮星になります。以上が太陽質量の星の進化で、質量の大きな星は、赤色巨星の段階か、赤色超巨星段階で、超新星爆発を起こすことになります。以上で終わります。

討論

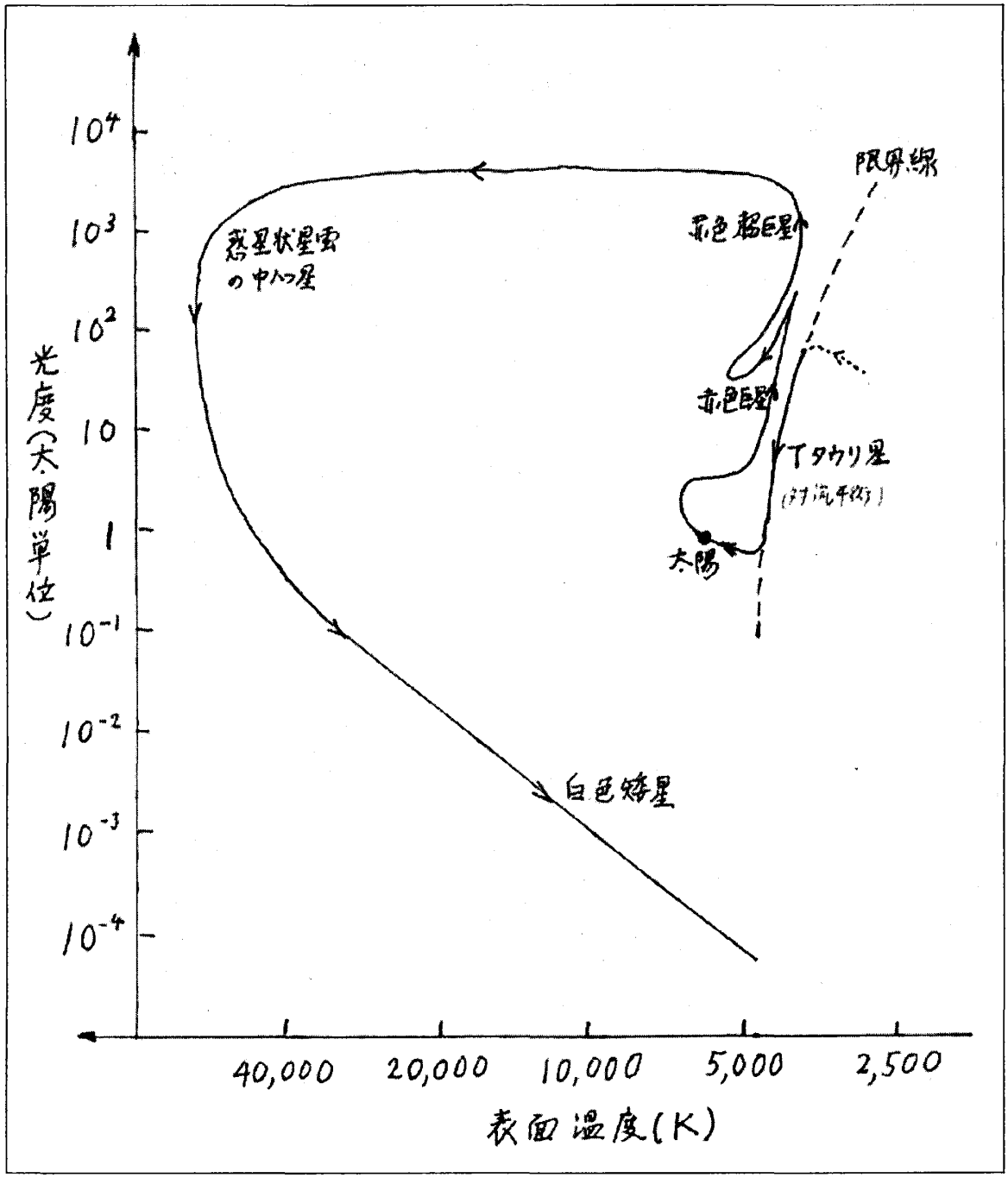
杉本$_{大}$：どうもありがとうございました。太陽系の話は出てきませんでした。太陽系形成の話など付け加えられることはありますか。

林　：実は太陽系の起源の理論も、一つまとまった図があるのですが、今日来るときに忘れてしまいました。太陽系の起源は、最初は太陽とその周りを取り巻くダスト円盤、ガス＋ダストの円盤がありまして、その中でダストがしだいに衝突によって成長します、その中の固形成分は微小惑星、微惑星を作ります、微惑星が相互に付着しましてしだいに成長していって、現在の惑星ができる、ということです。特に木星の領域では、そういう微惑星などの固体物質の存在量が非常に大きかったので、早くに現在のコアが成長したのです。そういう理論も、実は図を用いて定量的に説明したかったのですけれども、これは省略させていただきます。

杉本$_{大}$：残念ながら時間がないので、省略ということになりましたが、何かご質問があれば、その中ででも答えていただけるかもしれません。

佐々木：太陽に関する質問です。星の進化をやっていて、進化の最終段階までずっと進めていく研究もどんどん、それこそ佐藤勝彦さんの方向に進んでいくわけです。その逆に、もっと以前の太陽系形成が重要だと林先生は思われたのですか。林先生が、太陽系形成を自分がやろうと考えられたきっかけというのは何でしょうか。

林　：太陽系形成は Kant、Laplace によって始まるわけですけれども、きっかけの１つは、1960 年代に実際のいろいろな物理的な知識が得られ、その中の１つの重要なものとしては、先ほど出ました dust の化学組成の発見があります。それから理論的には私の対流平衡にある星の光度の理論ですね。そういう知識が 1960 年代に整ったということがあります。さらに基研の研究会が 1965、66 年に開かれたのです。私はまた、そこでいろいろと勉強することができたということもあります。さらに、ほかの人が誰も研究していないから、太陽系の起源を研究しようと思ったわけです。



[Slide 8]

杉本大：それまでの林先生の、星の生まれるときとか、初期の進化とか、観測とか、いろいろなことがくっついて、太陽系の進化をサイエンスとしてきちんと論じる環境がちょうどできてきたので、それをやったという主旨ですね。

林　：そういうことです。

杉本大：ほかにございますか。

坂東：林研というのは、先ほど相対論は佐藤先生にお任せとかいろいろとおっしゃったのですけれども、先生はあんまり長いこと同じことをやらないで、次々と新しく切り開いていかれたような気がするのです。前に確か、まだ物理教室におられたときに「5年以上同じことをやるのはあほや」というような話を聞いたことがあります。そのあたりの新しい学問の切り拓き方について何か。

林　:私は若いときは仕事を完成すると、それを自分でペーパーに書くよりも、次の問題に取り掛かるほうが早かったのです。つまり終了時点に到着次第、次の問題が頭に浮かび上がってしまったんです。それからもう1つは、人と同じ問題をやらないほうがいいということは、一般的な利点と考えていたことがあります。しかし、太陽系の起源の問題は15年かかっています。

杉本大:早川先生だか誰だかが私におっしゃったのは「同じ問題をやると負けるにきまっていると思え。だから同じ問題をやるな」ということもございます。それはそうですけれども、林先生は切り開いたらあとは、下請け人の仕事、私や佐藤さんの仕事ということにされたらしいのです。

杉本大:相対論とか宇宙論の話は、佐々木さんのところにたぶん出てくると思いますので、そっちへ任せるとします。一つだけ言いたいのは、現在、相対論と宇宙論と素粒子論だけが天体だと思っている人が非常に多いのですが、天体の問題は、星の進化にしても、太陽系の形成にしても、要するに自然界のなかで構造がどのようにして形成されてくるかという問題です。そういう非線形物理のパラダイムはうんと広く、一般化してしまえば、川崎先生からそのうちにコメントがあると思います。

林　:最近、複雑系の科学ということが言われていますね。星の進化というのは、その具体的な例でもあると思います。ただその解決のためには、非常に長い時間、つまり100年を要しました。ですから複雑系の科学といっても、そんなすぐに簡単に済むものでは、たぶんないであろうと思っています。

杉本大:じゃあ、またあとで議論していただくことにいたしまして、時間のこともありますので、佐々木さんのほうへ移りたいと思います。

ph06　　杉本大, 林, 矢崎, 佐藤文, 早川, 田中一, 江沢, 大久保, 益川, 大貫, 中西, 南部, 佐々木