

# 林 忠四郎先生インタビュー

日本天文学会百年史編纂委員長 尾 崎 洋 二

日本天文学会創立百周年記念事業の一環として、本年3月に日本天文学会百年史（本のタイトル「日本の天文学の百年」（恒星社厚生閣）、以下では「百年史」と略す）を出版、その中で林 忠四郎先生にインタビューを行いました。林先生については、今更説明もいらない、世界の天体物理学界の巨人です。インタビューは、2006年5月9日に京都の林先生の自宅にお伺いして、行いました。インタビューは百年史編纂委員長の尾崎洋二が務め、録音係りとして百年史編纂委員の福江 純さん、ビデオ係りに福江さんの研究室のポスドク研究生である渡会兼也さんがあたりました。

このインタビューには、一般的な話と林先生の三つの大きな業績についての専門的なお話（1. ビッグバン宇宙での水素、ヘリウム形成、2. 恒星内部構造と進化の研究、「林トラック」発見の経緯、3. 太陽系起源についての京都モデル）の両方が含まれておりました。その内の一般的な話は、すでに百年史のほうに掲載されています。一方、専門的なお話については、内容的には天文月報に掲載するほうがよりふさわしいと考え、林先生および天文月報の編集長の和田桂一さんの同意を得て、天文月報に掲載していただくことになったのが、本インタビュー記事です。本インタビュー記事に先立ち、林先生にどのようなきっかけで天体物理学を研究されるようになったかについてのお話を伺いました（百年史の中の第1節「物理学を志す」第2節「京都の湯川研へ」）。それに続くのが以下のビッグバン宇宙での水素、ヘリウム形成の話です。したがって、百年史の林先生のインタビュー記事と本インタビュー記事とを合わせてお読みください。

## 1. ビッグバン宇宙での水素、ヘリウムの形成

**尾崎** そのときにガモフ (Gamow) の論文を読まれて、ガモフはいわゆる始原物質というものを考えて、それが中性子だけからできていたという仮定のもとで、「 $\alpha\beta\gamma$ 理論」というのを作ったわけですね。それに対して林先生が、そこがおかしいということに気づかれた。

**林** それは1948年の「 $\alpha\beta\gamma$ 理論」の論文を読んですぐに、二つの矛盾があることに気がついたのです。一つは始原物質が中性子だけということ。もう一つは中性子と陽子が反応しながら重い原子核ができるときに、ベリリウム8のギャップを超えなければならない、ベリリウム8というのは不安

定な原子核で、二つのアルファ粒子（ヘリウムの原子核）に壊れてしまうのです。

**尾崎** ガモフ自身はそこに気づかずに、どんどん次々に重い原子核ができるというように、

**林** そうです。ベリリウム8の問題はフェルミが気づきまして、すぐに論文を書いています。私は始原物質の問題に精力を注いだわけです。

**尾崎** 中性子からスタートするのではなく、その前の状況を考えて、ビッグバンの温度の高い状態にニュートリノなどのいろいろなものができて、陽子と中性子が入れ替わってということを考えて、ガモフの理論をより正しい方向になされたかと理解してよろしいですか。

**林** ええ、そうです。

さて、陽子と中性子の質量エネルギー差は1.3



写真1 インタビュー風景.

電子対が形成され、またその逆が起こっているわけで平衡状態の分布をとります。つまりケミカルポテンシャルがゼロのフェルミ分布です。ニュートリノのほうの存在量については、中間子の崩壊によって、 $\pi$  中間子から  $\mu$  中間子、 $\mu$  中間子は電子とニュートリノへ変換しますから、ニュートリノは非常に早い時期にできて、やはり平衡分布に近かったはずで、これら電子とニュートリノの数は、陽子、中性子の数のほぼ  $10^{10}$  倍も多かったのです。

さて、ウィーク・インタラクション（弱い相互作用）ですが、これは次の3種があります（ここに図1を使いながら説明）。まず電子が陽子と反応して、中性子とニュートリノができる。それから陽電子が中性子と反応して陽子と反ニュートリノに変わる。もう一つは、中性子が自然崩壊して、陽子、電子、反ニュートリノができる。さらにそれぞれ逆プロセスがあるわけですけど、この3種の反応の断面積を使っているような温度における反応率を数値計算したのです。

MeVで、これは大体  $10^{10}$  Kの温度に相当します。もっと高温度の  $10^{12}$  Kは、中間子の質量エネルギー 100 MeVに相当します。この温度では多数の中間子が存在しまして、中性子と陽子は中間子をやり取りするので、ほとんど等量存在するはずなのです。それをガモフが中性子オンリーにしたのが、間違いなのです。

低温で起こる中性子と陽子の転換プロセスとしては、電子と陽電子、ニュートリノと反ニュートリノが関係する弱い相互作用があります。ところで電子と陽電子のほうは電磁相互作用によって、宇宙の膨張よりも非常に速く2個の $\gamma$ 線によって

宇宙は膨張していますから、一般相対論に従って、温度は時間的に変化します。宇宙の膨張は、よく知られているように重力の影響のもとで、温度の関数として変化します。一方、反応率が温度の関数としてわかっているのです、中性子と陽子の

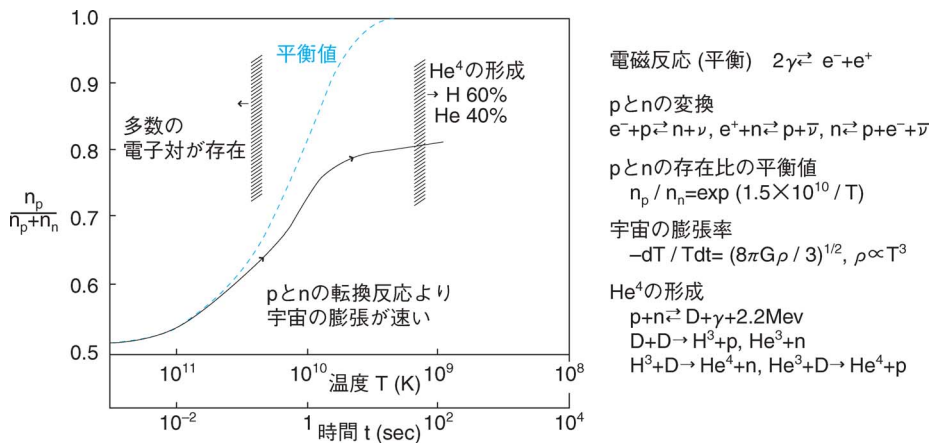


図1 ビックバン宇宙での陽子、中性子の存在比の時間変化.

存在比が時間的にどう変化するかを数値計算したのです。

**福江** 数値計算は、当時どういう方法でやったのですか。

**林** 赤色巨星の内部構造の数値計算と同様に、「ルンゲ・クッタ」の4次の方法を使いました。実際の計算はガウスの5桁の対数表を使って、手計算でやったのです。実質的には5桁の精度はいらなないと考えまして、4桁の精度で計算しました。

ところがイギリスの連中は星の構造の研究に7桁の計算をやっているのです。僕は天体の計算では7桁の精度はいらなないと考えました。その当時回転式の計算機（タイガー計算器）がありましたが、これは音がうるさいので使いませんでした。そこで、僕は対数表を片手にして、計算用紙に野線を引いておいて、そこへ次々に数値を入れていきました。そうすると星の構造を、中心から表面まで一つを計算するのに丸一日かかったのです。現在の電子計算機では数秒でできます。

しかしこのような手計算は完全には無駄ではなかったと思います。というのは、ルンゲ・クッタの4次だと計算の精度がよくわかるのです。1ステップを4段階に分けて計算しますから、途中の2段目と3段目の数値を比べて、それがわかるのです。さらに、今考えている方程式の解の特徴がよくわかりました。例えば特異点の近くをぐるりと回るような場合の特性がよくわかるのです。

それからHHS（1962年のProgress Theoretical PhysicsのSupplement）に出版された林、蓬茨、杉本3人による恒星の内部構造と進化の計算の総合報告）を書くときには自分で計算する時間が惜しかったから、お嬢さんをアルバイトで雇って、計算の仕方を教えて、大量の数値計算を実行しました。HHSにはいろいろなカーブがたくさん書いてありますけれども、それ皆お嬢さんにやってもらったものです。

**尾崎** とにかく最初のころは皆、手計算だったわけですね。

**林** 私はもう全部手計算です。回転式の計算機を使った人ももちろん非常に多かったと思いますが、あれを回していると頭が動かないのです。手計算ではいろいろなことを考える余裕があったように思います。

そういう数値計算をして、結局、問題の中性子と陽子の変換の過程を図1にしました。まず図の横軸には時間をとって、宇宙のはじまりから100分の1秒、1秒、100秒の時刻と、それに対応する宇宙の温度が書いてあります。一方、中性子と陽子の存在比の各温度での平衡値というものがある。この平衡値は中性子と陽子の結合エネルギーの差を温度で割ったものの指数関数で与えられます。図1の点線が平衡値です。もし中性子、陽子の変換過程が宇宙膨張よりも非常に速いと仮定しますと、存在比はこの線上を動くわけです。もし膨張のほうが非常に速いと、存在比は一定です。実際は両方が競争し合って、初期は平衡値に近く、時間が少し経つと膨張のほうが速くなって、図の実線が示すように昔の状態が凍結することになります。

温度が $10^9$ 度ぐらいになるとデューテロン（重水素）生成の反応が起こり始めます。重水素は結合エネルギーが2.2 MeVで、原子核の中では結合エネルギーが非常に小さいのです。重水素が少しでも、温度がある程度高いときには高エネルギーの $\gamma$ 線がたくさんありますから、この $\gamma$ 線の影響で壊れてしまいます。低温になりますと、 $\gamma$ 線の影響が弱くなってきて、ある程度の重水素ができます。そうすると、重水素同士の反応で三重水素やヘリウム3（質量数3のヘリウムの同位元素）ができます。できたヘリウム3は重水素と反応して、ヘリウム4を作ります。このようにしてヘリウムができる段階のときの陽子と中性子の存在比は4対1ぐらいの割合です。ほとんどすべて中性子は陽子と結合してヘリウム4になるので、結局最終的に重量比で水素が60パーセント、ヘリウムが40パーセントできるという結果になり

ます。

当時星を構成する水素量の観測値は、はっきりしていなかったのです。水素量が割合はっきりしたのは、ヴィルト (Wildt) による水素負イオンの研究以後です。私が研究したのはその前で、水素量は 50 パーセントから 80 パーセントの間であるといわれていました。私の結果がそれに合ったので、論文を書いてガモフに送りました。彼は高く評価してくれました。

さて反応率の計算をやる時に、実は私はパラメーターの値として不適当な値を使いました。中性子と陽子の変換反応で、弱い相互作用のカプリング・コンスタント (結合定数) の値が必要ですが、それを何から求めるかという、中性子の自然崩壊の実験値です。私は、その中性子の半減期として 20 分を使ったのです。当時アメリカの物理学会の講演録から見つけて、それを使いました。しかし、その 2, 3 年後にはその半分の 10 分という値が知られるようになった。それでガモフの弟子のアルファたちが、10 分の半減期を使って計算したら、水素が 70 パーセント、ヘリウムが 30 パーセントぐらいという結果が、1953 年に得られました。彼らの計算は、私のと基本的には同じです。

尾崎 そのパラメーターだけの差で。そうですか、でもこういう形でヘリウムが宇宙の初期にできるということを示したのは、林先生が一番最初ですよ。

林 これはたまたま宇宙の膨張の速さと、反応の速さがちょうど同じ程度の時代があったということなのです。これを見つけるのに、数値計算をよくしたなと思っています。

尾崎 この場合も膨張宇宙というマクロな過程と、いわゆる素粒子間の反応というミクロな過程、その両方を組み合わせることによって決まってくる。星の進化でも、星の内部構造というマクロな部分と、核反応というミクロな過程を結びつけるということで同じですね。

林 そうですね、ミクロの過程というのが、宇宙現象では非常に重要な役割を果たしているということをご自分で痛感したのです。

尾崎 ああそうですか。これが第一番目のビッグバン宇宙でヘリウムの形成というお仕事で、結局この仕事自身は「3度 K 宇宙背景放射」が見つかるまでは、ある意味ではガモフのビッグバン宇宙論とホイール (Hoyle) の定常宇宙論とが競争していて、まだあまりビッグバンというのが広く受け入れられる段階ではなかったのです。

林 そうですよ、その時は。

尾崎 1965 年ですか、「3度 K 宇宙背景放射」が見つかって、それでビッグバンが宇宙論としては標準理論になったわけで、そこで林先生の仕事がまた注目されたわけですね。

林 そうなのですね。

福江 今のお話で計算は 1 日かかったと言われていましたけれども、研究のタイムスケールはどれくらい。

林 このヘリウム形成の中性子、陽子の存在比の問題は、全部で半年かかりましたね。若い当時は研究に集中できたのです。

尾崎 実は先生その論文を見てみたのですが、このお仕事のときに所属が浪速大学なにわということになっていますね。

林 この研究は、実際には 1949 年に京大の宇宙物理学教室でしたものです。しかし論文を投稿したのは、ちょうど浪速大学に移った後のことです。

尾崎 浪速大学というのは。

林 現在の大阪府立大学です。

尾崎 浪速大学にはどれくらいいらっしゃったのですか。

林 浪速大学には 5 年間です。

福江 結構長くおられたのです。

林 長くいましたよ。浪速大学時代は宇宙物理の研究を離れまして、大学時代の初志に戻って素粒子の研究をしたのです。

そのとき、どんな仕事をやったかといいますと、一つは相対論的な2体問題、陽子と電子が完全に相対論的だった場合の束縛状態はどんな状態になるのかという問題と、もう一つは湯川先生の提唱されていたノンローカル・フィールド、すなわち非局所場の問題ですね、非局所場の相互作用を私は調べて、それはハミルトン形式で書けるということを論文に書いて、それが僕の学位論文になったのです。僕はその仕事で湯川先生に認められて、湯川研究室に戻りました。これは天体物理の仕事で認められたのではないのです(笑)。

尾崎 湯川研究室に戻られて、今度はまた天体物理のほうに。

林 3年後には、また天体物理に戻りました。

尾崎 5年間の浪速大学時代には素粒子の研究をされていて、そして京都の湯川研究室に戻られて、その後また湯川先生の非局所場ではなく、天体物理の方向へ行かれるわけですね。

## 2. 恒星内部構造と進化の研究、「林トック」発見の経緯

林 天体物理に戻る契機になりましたのは、1955年に京大基研の早川幸男先生などが主唱されて、天体核現象の研究会が、基研で2週間にわたって行われたのです。そのときの出席者は、早川幸男さん、武谷三男さん、中村誠太郎さん、畑中武夫さん、一柳寿一先生、小尾信弥さん、その他若手の人々です。

その時に、一柳先生から星の進化の講義を聞いたのです。1950年頃からアメリカではシュヴァルツシルト (Schwarzschild) などが星の進化の研究を始めました。星の中心で水素がヘリウムに変わり、だんだんヘリウムがたまって行って、できたヘリウムコアの周りのシェル(殻)で核反応が起こって、巨星になる、大体そういう研究結果の話聞いたのです。

その研究会には湯川先生も時々出席されて興味をもっておられたので、私はそういう研究も多少



写真2 発足当時の「天体核研究会」の主要メンバー  
「前列左より、畑中武夫、中村誠太郎、湯川秀樹、後列左より、小尾信彌、林 忠二郎、武谷三男、早川幸男」。

してもいいだろうと思いました。まず、ヘリウムコアの中心で火がついた場合の核反応はどうなるかということ、早川さんたちと共同で研究し始めたのです。これは1955年のことです。ヘリウムの燃焼で炭素や酸素ができる熱核反応率を計算しました。この研究は、たまたまアメリカではサルピーター (Salpeter) が独立に行っていました。

1956年にはシアトルで理論物理学の国際会議がありまして、たまたま出席いたしました。私はヘリウム核融合反応の話をしました。その機会にキャルテク (カリフォルニア州パサデナ市にあるカリフォルニア工科大学) に1週間滞在をしたのです。キャルテクにはファウラー (W. H. Fowler) がいまして、ファウラーを頼って行ったのです。ファウラーは核反応の実験をしていて、その実験の結果とか、 $B^2FH$  (Burbidge, Burbidge, Fowler, & Hoyle 4人による恒星での核反応と元素の合成についての1957年の総合報告) などの話を聞いたのです。

パサデナにはカーネギー・インスティテュションがあって、サンデー (Sandage) がいまして、そこへ行きましたら、当時、非常に多数の星団のHR図を見せてくれました。その未発表の資料を

僕にしてくれましてね、これはまた HHS を書くのに非常に手助けになったのです。

尾崎 そこでまた天体物理のほうに、

林 戻ろうかと考えました。素粒子論はちょっと行き詰っていたのです。当時、素粒子論はいわゆるディスページョン（分散）理論というのが全盛になりかけていました。ディスページョン理論というのは素粒子の場の理論で、粒子の移動を記述するプロパゲータの数学的解析性の研究なのです。僕はそれには物理はないと思って、素粒子のほうに見切りをつけて、天体の方へ戻ってきました。

ところがたまたま 1957 年に、全国に原子核理学、工学の大学院の講座が新設されたのです。京大では原子核理学教室というのができまして、まず二つの講座が新設されました。その一つは名前が核エネルギー学で、天上と地上の核融合の理論の講座です。そこで私は教授になって研究室をやることになったのです。やがて助教授や助手もそれぞれ決まり、院生も湯川研から数名の人が移ってきました。新しく院生も入ってきてまして、一応研究室ができたのです。

尾崎 でははじめは、天と地と両方あったわけですね。

林 地上の方の研究は、数年後にはやめることにしたのです。というのは核融合が実現する見込みは、ここ数十年はないだろうと判断したのです。それで天上の研究だけになったわけです。

星の進化が主眼目なのですが、各段階の星の構造、つまり温度、密度と、化学組成の中心から表面までの分布状況を計算するのです。その分布を決めるのは結局マクロの状態量、状態量というのは温度や密度や組成の関数なのですが、(1) 状態方程式といわれている圧力の式、それから (2) 輻射と対流による熱伝導の式があります。もう一つ重要なのは、(3) 核エネルギー生成の式です。この三つの状態量を正確に知っている必要があります。そのうち状態方程式や熱伝導の式は大体わ

かっていましたが、全くわかっていなかったのは重い原子核の核反応率です。星の進化に伴ってだんだん重い原子核ができていくときの核反応率を原子核物理に従って計算する、というかなり難しい問題です。その反応率の計算を研究の一つの柱にしました。

もう一つの柱は星のマクロの構造の計算です。星の中心にコアができて、いろいろな元素組成の異なった層構造がつくられます。そこでマイクロの核反応とマクロの星の構造の計算を二本柱、車の両輪として研究を行ったのです。その当時研究室には、協力者が多数いまして、それで結局 1962 年に HHS を書き上げることができたのです。

さて、HHS を書く段階で、HR 図の表面温度に低温の限界があるのかどうか気になっていました。それを調べていまして、主系列前の収縮段階にある対流平衡の星の構造というのを 1961 年に見つけました。「対流平衡」の問題でヒントになったのが、ホイールとシュヴァルツシルトが研究した赤色巨星の構造です。赤色巨星になると、その外層部には対流領域が現れます。その対流はどうして起こるかという、その原因は水素の不完全電離のガスの断熱変化の式にあるのです。対流平衡の領域は、一般に、不完全電離の領域より内部の完全電離の領域まで広がっています。星の表面温度がある程度低い場合、星全体が対流平衡になります。これが図 2 の点線で示した限界線です。

水素が完全に電離していない場合や完全電離している場合は簡単で、断熱変化での圧力は密度の 3 分の 5 乗に比例して変化します。ところが、星の外層にある水素の不完全電離の領域では温度変化が非常に小さいのです（図 3 を参照）。つまりここでは、深さとともに密度は変化するけれども温度はほとんど変化しない。すると何が起こるかという、輻射による熱の流れは小さいのです。内部で発生した熱は、対流によって運ばれるようになります。ですから星の光度が十分大きいときには、星の外層は対流平衡の状態になります。

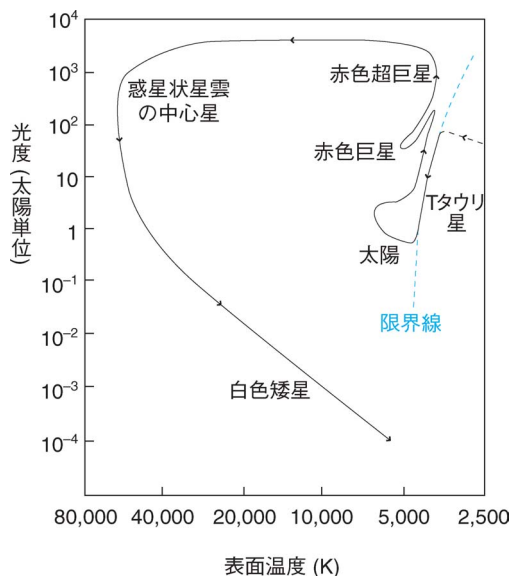


図2 太陽質量の星の HR 図上の進化の道筋.

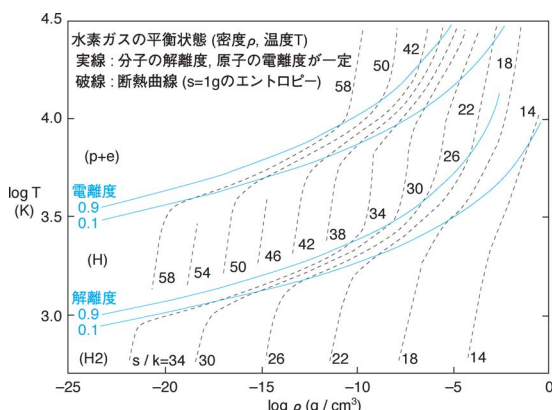


図3 水素ガスの解離, 電離平衡と断熱曲線.

そういう対流領域をもつ星の構造を 1961 年に調べて、準平衡状態にある星の HR 図上の位置には、ある限界があることを見つけたのです。これは私が最初に見つけて、あとは蓬茨君に頼んで、いろいろな質量の星の限界を調べてもらいました。

図2には太陽質量の星の進化の HR 図です。図の点線はこの HR 図の限界線で、実線は林トラックと呼ばれている進化の軌跡です。この限界線の

存在にはある条件がありまして、それは恒星が準平衡状態にあるということです。準平衡というのは重力と圧力がほぼバランスしていて、熱の流れは定常であるということです。準平衡状態にある太陽質量の星は、すべて図の点線の左側に存在します。星が生まれる星間雲の温度は非常に低いですから、これから準平衡の星に至るにはダイナミカルな(動的)なコラプス(収縮)の過程が必要です。

尾崎 この仕事をなされたときに、以前赤色巨星の計算をされていたときに、星の構造というのが中心集中型ですね。それに対して、もう一つは、ポリトロップの場合にチャンドラセカルの教科書などにあるように、コラプスト型というのがありますね、しかしそれは結局中心条件を満たすことができない。その境目のところに、表面から中心までポリトロップというのが、限界であるということに林先生が気づかれた。ここからこちらには、平衡状態の解がないと。

林 平衡状態にある星の内部の各点の  $N$  (ポリトロップ指数) は 1.5 より小さくはなれません。この  $N=1.5$  は対流平衡の場合です。

さて、HR 図の限界線の右側にある低温の星では、構造の式を光球から中心に向かって積分すると、対流平衡の状態が続いて、やがて有限の半径のところでもその内部の質量がゼロになります。これは  $N=1.5$  のコラプスト型の解なのです。つまり星は平衡状態にはありません。これに対して限界線上にある星の場合には、ちょうど中心で質量がゼロになるエムデン解が得られます。つまり内部の全領域が対流平衡にある星の解です。また限界より右側の高温の星では、中心に達する前に  $N$  の値が 1.5 より大きくなって輻射平衡の状態に変わります。赤色巨星の外層の構造はこの場合にあたります。

尾崎 それで、前期主系列星の進化が林トラックに沿って起こるのですね。

林 私がそのトラックを考える前には、ヘニエイ

(Heney) たちが完全な輻射平衡、すなわち輻射だけがエネルギーを運ぶ場合を考えたのです。この場合、HR 図上の星の収縮の道筋はほぼ水平方向になります。これに対して、私が見つけた準平衡の進化は次のとおりです。

星間雲からの力学的収縮が終ると、星は限界線上のかなり大きい光度の一点から準平衡の収縮を始めます。限界線に沿って光度が下がると、やがて中心に輻射平衡のコアが現れます。光度の減少とともにこのコアの質量は増大し、太陽光度の近くになると、コアの質量は全質量の半分近くになって、道筋は垂直から水平方向に変わります。

尾崎 それまでは、ヘニエたちがこういう輻射による収縮の (HR 図上の) 道筋を考えたのですね。

林 そうです。彼ら是对流の存在を考えなかったのです。HR 図の収縮の道筋はほぼ水平になったのです。

尾崎 ホイルとシュヴァルツシルトが 1955 年に赤色巨星のモデルを計算して、ここの赤色巨星は外層が対流平衡であることを示しました。ホイルとシュヴァルツシルトは、赤色巨星の場合だけを、要するに進化の進んだ星については、外層は対流平衡だと思ったわけですね。しかし、結局は表面温度が低くなってくると、自動的に外層が対流層になって、それは前期主系列段階の星の場合に当てはまるということを先生が気づかれたのですね。

林 そうです。1961 年にパークレーで IAU 総会があって、そこで発表したのです。その前にちょうど IAU の恒星の構造のコミッションの座長がシュヴァルツシルトだったので、シュヴァルツシルトにこの論文を送ったら、彼はすぐに理解してくれまして、僕に 30 分ばかり講演する機会を与えてくれました。そのときにホイルとかキャメロン (A. G. W. Cameron) なども聞いていたのですが、信用しない様子でした。黒板に式を詳しく書いたのですが、

その後すぐにホイルとキャメロンはそれぞれ自分の弟子たちと一緒に再計算し、僕の結果が正しいという論文を、MNRAS や ApJ に出してくれました。

福江 今非常にはっきりわかったのですけれど、いつも授業で全然うそを教えていたと思いました。授業では、対流が起こるのは、味噌汁の場合と同じように表面が冷えて、勾配が大きくなるからということをよく言っていたのです。むしろ勾配は小さくなるのが重要ですね。全く勘違いしていました。

林 僕も論文にちゃんと書かなかったものだからいけないので、1966 年のアニュアル・レビュー (Annual Review of Astronomy and Astrophysics) にはもう少しわかりやすく書きました。

さて、以上のように T タウリ星の正体を説明できたのですが、現在まだ残っている問題として、角運動量放出の機構があります。T タウリ星では、明るい段階では割合速く回転している場合が多いのですね、それが光度が下がると、だんだん回転が遅くなる。これは何で起こるのかという問題ですね。現在、僕は表面から非常に強い恒星風が吹くためだろうと思っています。

尾崎 林先生が 1960 年を中心に星の内部構造の進化で、HHS でいわゆるおまとめになったお仕事がありますが、それ以外にその当時、ロバート・キャメロンと共同研究をされていますね。

林 この研究は先ほどの HHS の研究の一環として、太陽質量の 15 倍の星の進化を計算したものです。星の進化は、質量によって非常に違います。例えば太陽質量の星と 10 倍の太陽質量の星とでは、進化は違うわけですね。私はその当時キャメロンと一緒に、炭素燃焼の段階までの進化を追ったのです。この星の水素燃焼段階の進化は、最初北海道大学の坂下君と一緒に、また太陽の 4 倍の質量の星は、研究室の杉本君や西田君などと一緒に計算しました。これらの結果を集大成すると、いろいろな質量の星の進化の違いがわかります。



HHS 当時では炭素燃焼の段階までの進化が計算できていたのです。

尾崎 少し話がずれるかもしれませんが、NASA にはいつ行かれたのですか。

林 1959 年です、10 カ月いました。そこで初めて電子計算機に触れたのです。IBM の電子計算機が当時 NASA にはなくて、ビューロ・オブ・スタンダードにありました。その計算機を使って、星の内部構造の計算を始めたのです。そのとき計算機は非常に便利だと思ひまして、日本へ帰ってから、大型計算機を大学の共同利用のために設置する必要があるという運動もしました。

尾崎 そうですか。NASA での向こうの現状を見て、日本もやはり計算機をきちんと導入してやる必要があるということをお考えになった。

林 星の進化の計算で非常に苦労したのは、いろいろな質量の星の進化を追おうとしますと、非常に広範囲の状態量を知る必要があることでした。例えば、密度は  $10^{-6}$  から  $10^{14}$  g/cc, また温度は 100 度から  $10^{10}$  度ぐらいまでの状態を完全に知らないといけないのです。これには量子力学や統計力学の知識がどうしても必要なのです。

さて、星の進化の問題は、20 世紀の最大の課題の一つだったのです。20 世紀の初頭には、エムデン (Emden) が「ガス・クーゲルン」(ドイツ語でガス球という意味) という著書を著し、いろいろなポリトロップの数学的な基礎を築きました。1920 年代にはエディントンが、サハ (Saha) の電離式と、当時知られた輻射の吸収係数 (これは量子論の発展の段階で、対応論的な計算からクラマースが求めたものですが) を使って、初めて主系列星の構造を明らかにしました。それが 1920 年代です。その後、ストレームグレン (Stroemgren) やカウリング (Cowling) らにより、いろいろな星のモデルが作られました。次は 1938 年から 39 年のベーテ、ヴェイゼッカーによる核融合の発見ですね。これも量子論から発展した原子核理論の結果です。星の進化の研究は、その後ごく

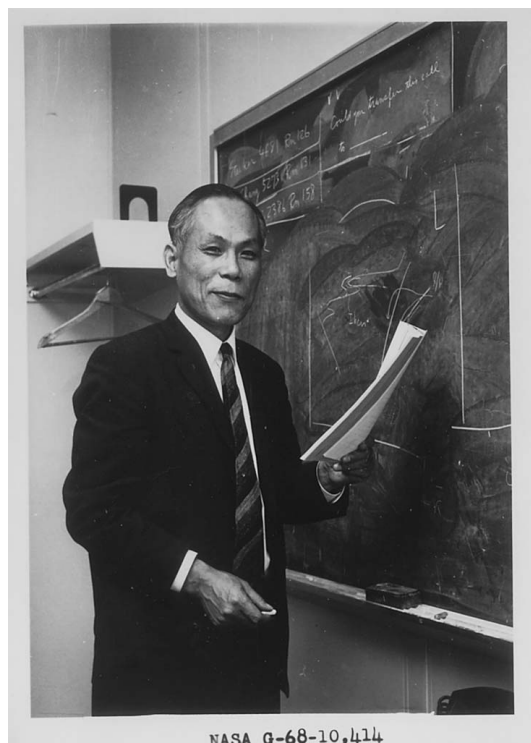


写真3 1968 年米国 NASA の研究室で、星の進化についての講義風景。

最近までまだ続いていました。超新星爆発の問題は最近まで行われていましたね。つまり、星の進化は 20 世紀の 100 年間かけて発展した分野ですね。

ところで、尾崎さんは 1960 何年だったかな、私の研究室へ来られたのは。

尾崎 私は 1961 年に学部を終えて大学院に入ったのです。先生の HHS の論文は、私が修士 2 年のときに出了たのです。実は、私は畑中武夫先生の「宇宙と星」を読んですごく感激しまして、星の内部構造の研究をしたいと思って東大の大学院に入り、大学院の修士課程の修論は星の進化の研究で出そうと思っていたのです。まさにその時に、HHS が出たのです (笑)。それで私がゼミで HHS を読んで紹介したら、ゼミに出ていた人が、「じゃあ、もう内部構造はみんなやられてしまいましたね」って (笑)。そのときは私もどうしたら

いいのだらうと思ったのですが、少し気を取り直して、星の内部構造とその周辺分野の研究をその後続けてきたわけです。それで東大で海野先生の助手になって何年目だったのでしょうか、ちょっと一時期（1カ月ほど）、林先生の研究室へ身を置いたことがありましたね。

**林** しかし、その後連星の進化をずっと研究してこられましたね。

**尾崎** はい、星の内部構造から派生して、近接連星の降着円盤の研究をしてきました。

### 3. 太陽系起源についての京都モデル

**尾崎** それでは、こんどは太陽系起源の研究の話題に移りたいと思います。先生は宇宙論から始めて、恒星の内部構造と進化の研究をされて、その後、太陽系起源の研究に進まれましたね。その理由は、やはり林トラックというか前期主系列星に興味をもったからでしょうか。

**林** そうですね、それは大きい理由の一つです。そのほかに、1960年ごろから太陽系形成に関するいろいろな観測の資料が非常にたくさん出てきたのです。例えば太陽系を作る物質の化学組成がはっきりしてきたのです。これは隕石や星の表面の大気の実験から、相当正確にわかってきました。それから星間ダストの観測も出てきました。ダストというのは岩石や氷の微粒子ですが、半径が0.1ミクロンのオーダーだということもわかってきました。それから太陽系の年齢が46億年ということもはっきりしました。1970年代になると、データはさらに増えてきました。ミリ波の電波によって星間の分子雲が観測されてきましたし、また赤外線での観測では、一つの例ですが、原始星の周りにダストの円盤があることが見つかりました。

もう一つ重要なのは、人工衛星によって、木星と土星の周囲の重力場、マルチポール（多重極）の重力場が調べられました。その精密測定から、木星と土星はコアをもっていて、そのコアは地球

質量の10倍程度、氷と岩石からなっていることもわかりました。

さて、1970年にわれわれの原始太陽の周りを回る準平衡状態の原始太陽系星雲の進化の研究を始めました。この星雲はガスとダストからなっていて、円盤の形をしています。

**尾崎** 現在ではこれは「京都モデル」と呼ばれているわけですが、当時 A. G. W. キャメロンが出していたもう一つの太陽系形成モデルというのがあって、林先生を中心とした京都モデルと、二つが競争していたわけなのですね。

**林** キャメロン一派も同じごろに研究を始めたのです。彼らは、太陽系円盤としては太陽質量と同じ程度の星雲を考えたのです。しかし、そんな大質量のものは、木星程度の質量の多数のガス雲に分裂するのです。木星質量程度になってしまうのです。すると太陽系は木星ぐらいの惑星の集団になってしまって、地球などの内惑星がどうして作られたかという問題が起こるのです。

それに対して私たちは、太陽質量の100分の1から10分の1程度の薄い円盤を考えたのです。それは、現在の惑星を作るのに十分な質量です。これが京都モデルです。私たちは地球型惑星と木星・土星型惑星、それから天王星、海王星のすべてを一挙に説明することを考えたのです。

すべての惑星ができるまでのプロセスをいろいろな段階に分けて計算したのですが、それには15年ほどかかっているのです。

これらの計算は、私と当時助教授だった中沢清君が中心になって、多数の大学院生の協力を得て初めてできたものです。図4は、横軸は太陽からの距離、縦軸は時間です。初期は原始太陽系星雲が存在したというところから計算を始めました。ダストが衝突しながら成長して、円盤の赤道面に向かって沈殿していく。その結果、赤道面に非常に薄いダスト層ができて、それが重力的に不安定になって分裂するのです。分裂してできたのが、半径が1キロメートル程度の微惑星です。円

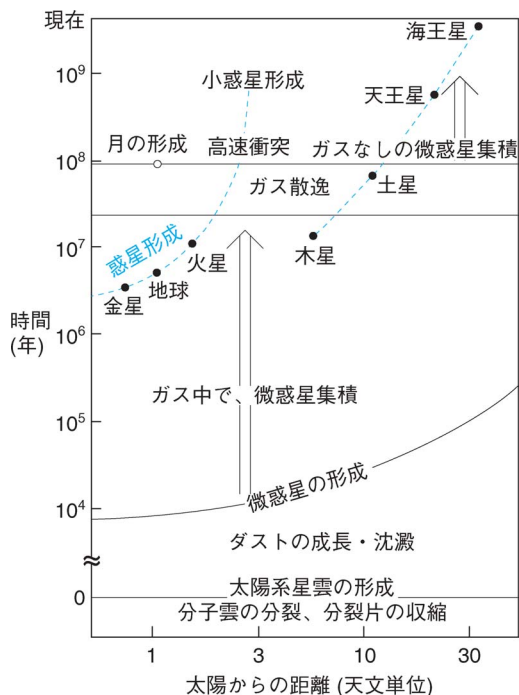


図4 原始太陽系星雲の惑星形成にいたる進化での惑星の形成。横軸は太陽からの距離で、縦軸は時間。

盤内にはまだガスは存在していて、ガス中で微惑星が衝突しながら集積していくのです。どれぐらいの時間で地球型惑星ができるかという計算をしました。

木星より外部の領域では、温度が低いために氷のダストが岩石のダストの3倍以上も存在していて、微惑星は比較的早く成長します。その質量が地球の10倍ぐらいになると、その重力が非常に強くなって、周りのガスを早く集めて、木星と土星ができます。土星が完成する頃には円盤のガスの散逸が進んで、天王星と海王星はガスなしの状態で作られます。

小惑星の領域では、岩石のダストしかないので微惑星の成長に時間がかかります。微惑星がある程度成長したものが、現在の小惑星です。

尾崎 ガスの散逸は太陽からの放射圧によるのですか。

林 それは、太陽風と太陽紫外線のためです。月はガスが散逸後にできたものと考えられます。

さて、以上の計算の結果のまとめを、1985年の「Protostars and Planet II プロトスターズ・アンド・プラネット II」(アリゾナ大学)の研究会で発表したのです。(冊子を示しながら)これがその時まとめたものです。

この京都モデルを研究中には、私どもの研究室で、数年間、毎年のように研究会を開いていました。そのときには小惑星関係の古在由秀さんも出席されていました。

さて、太陽系の研究を始めたのが50歳のときなのですが、私が天体力学の勉強を本格的に始めたのがその時なのです(驚)。ブラウワー(Brouwer)の本などを読みましたが、とくに役に立ったのは荒木俊馬先生の本です。

尾崎 50歳を過ぎてから天体力学という新しいことを始められたのですね。

林 現在では、50歳はまだ若いと思いますが、しかし、70歳を過ぎるともうだめですね(笑)。で、あなたは?(爆笑)

尾崎 私は、今67歳なのですけれども(大爆笑)。

尾崎 振り返ってみますと、先生は、最初に宇宙論でビッグバンでの元素の合成をやって、次に宇宙の中で星がどのように進化するかという話をし、それから星の中での元素の合成をやって、今度は太陽系がいかにしてできるかということをやると、初めからルールを敷いてやってきたように見えるのですけれど、しかし実際には、

林 何も予定していたわけではないのです。結果的には遠方の宇宙から出発して、身近な地球に近づいてきました。

さらに夢としては、地球上の生物の起源、人類の発現、そして人間社会の発展にわたる研究があります。

尾崎 本当を言えばもっと、次は生命の起源、生命の進化、そして人間の進化、そして社会の進化ということですね。

林 まあそれは夢です。一人でそんなに研究できるものではない。ところで、最近では生命の起源に関して、中沢 清君が高温の海水中でのアミノ酸の形成の問題を研究しています。

彼がそういう夢を継いでくれればと思います。

尾崎 先生に従って、弟子たちが後を継いでくれる。

林 そうなのです。

さて、宇宙での太陽系の形成についても、太陽系外の惑星の発見が 1995 年にありまして、現在までに系外惑星が 150 個ぐらい見つかっています。それも含めた太陽系形成の研究が中沢君、関谷君、中川君たちと、その門下生によって現在も続けられています。

尾崎 先生は最初に哲学に興味をもたれて、そう

いう形で最終的にはまたそこへ戻ってこられるという。

林 若いときの最初のビッグバン宇宙での中性子・陽子比の問題では、実際研究を始めてから完了に半年で済んだ。そして HHS はもっと長くかかった。年をとるとともに一つのテーマの研究時間はだんだん長くなってきました。

福江 問題もだんだん複雑になってきていますしね。

林 そうなのです。

専門的なお話はここで終了し、百年史の記事（第 3 節「天体核研究室での後進の育成のこと」）へとインタビューは続きます。百年史の林先生のインタビュー記事と合わせてお読みください。