

- [83] Lenchek A M and Singer S F 1962 *J. Geophys. Res.* **67** 1263
- [84] Chapman S and Ferraro V C A 1931 *Terr. Magn. Atmos. Electr.* **36** 77, 171
- [85] Parker E N 1958 *Astrophys. J.* **128** 664
- [86] Voss H D et al 1984 *Nature* **312** 740
- [87] Bromley J L 1982 *Fusion: Science, Politics, and the Invention of a New Energy Source* (Cambridge, MA: MIT Press)
- [88] Heppenheimer T A 1984 *The Man-Made Sun: The Quest for Fusion Power* (Boston, MA: Little Brown)
- [89] Herman R 1990 *Fusion: The Search for Endless Energy* (Cambridge: Cambridge University Press)

## 第23章

# 天体物理と宇宙論

マルコム S. ロンゲイア

大師堂経明 編, 家 正則・土井恒成 訳

## 第1部 恒星とその進化——第二次世界大戦以前

### 1 19世紀の遺産

20世紀初頭の物理学の大変革にちょうど対応するものが、天体物理学と宇宙論の誕生にも見られる[1]。19世紀の末になるまでは、天体物理学というものは存在しなかった。当時は天文学と言えばすなわち位置天文学を意味し、精密観測の技術は17世紀後半のティコ・ブラーヘ(Tycho Brahe)の先駆的な業績以来、着実な進歩を重ねていた。天文学者は可能な限り大きい望遠鏡を用いたが、測定はすべて目で行なっていた。

20世紀の初めに起こることになる大変革の源は、19世紀における3つの重要な観測技術の発達にあったと言えよう。その第1は、恒星までの距離の測定である。1838年に、フリードリッヒ・ベッセル(Friedrich Bessel)は、恒星61Cygniの三角視差の測定値を公けにしたが、その値はおよそ3分の1秒角で、10.3光年の距離に相当する[2]。彼の観測は、恒星が太陽と同様な天体であることを明らかにし、恒星のつくる宇宙のスケールを定めた。その後、三角視差が測定された恒星の数は徐々に増加していくが、これにはたいへんな苦労がともなった。1900年までに、精度は問わず、ともかく測定された視差は100個に満たなかった。

第2にあげるべき大きな発展は、天体分光学の誕生である。19世紀のはじめは、実験分光学が花開いた時代であった。1802年にウィリアム・ウォラストン(William Wollaston)[3]は太陽スペクトルの測定を行ない、5つの強い暗線を見つけたが、当時はその意味が理解されなかつた。突破口を開いたのはヨーゼフ・フラウンホー

ファー (Joseph Fraunhofer) [4] の功績で、彼は 1814 年に狭い暗線を再発見し、これらの暗線は精確に定義された波長の標準となった。彼は太陽スペクトルの中で最も強い 10 個の線に、A, a, B, C, D, E, b, F, G, H の標識をつけ、B 線と H 線の間にある 574 個の弱い線を記録している。同年の一連の観測で、彼は明るい恒星シリウスのスペクトル中にも幅の広い 3 つの帯を発見している。さらに 1823 年には、惑星やいくつかの明るい恒星のスペクトル観測 [5] を行なったが、この先駆的な観測は、本格的に恒星スペクトルの測定が企てられる 40 年も前のことである。

1850 年代には欧洲とアメリカで、炎やスパークやアークのスペクトル中に現れる、いろいろな物質によってつくられる輝線を同定する研究が精力的に行なわれた。その最も重要な成果はローベルト・ブンゼン (Robert Bunsen) とグスタフ・キルヒホフ (Gustav Kirchhoff) の研究からもたらされた。「太陽スペクトルおよび化学元素のスペクトルの研究」と題された 1861-63 年の大論文 [6] でキルヒホフは太陽スペクトルを 30 個の元素のスペクトルと比較した。用いた装置は、4 つのプリズムの配置によって、元素のスペクトルと太陽スペクトルを同時に見ることを可能にしたものである。彼は、太陽大気の外縁の冷たい領域には鉄、カルシウム、マグネシウム、ナトリウム、ニッケル、クロムが含まれ、おそらくコバルト、バリウム、銅、亜鉛もあるだろう、と結論した。

観測技術の発達の第 3 は天体写真術である。ダゲレオタイプ・プロセスの発見がフランスのダゲール (Daguerre)（またほとんど同時にイギリスのフォックス・トールボット (Fox Talbot)）によって世に告げられたのは 1839 年のことであった。天体写真術にとって重要な進歩は、1870 年代のコロジオン乾板の発明で、これにより長時間露光が可能になった。これが大きな成功をおさめたため、コロジオンの（より良い）代替品捗しが行われ、その結果ゼラチン乳剤（ゼラチンに銀塩を懸濁させたもの）が発明された。ゼラチン乳剤の感光スピードは、熱処理を長くするかアンモニアを加えることによって大幅に増加することがわかった。このような改良の結果、普通の写真的典型的な露光時間は 1/15 秒程度にまで縮まった。

こうして、1880 年代までには、恒星スペクトルの詳細な研究を始めるのに必要な道具が出そろい、物理学の一分野としての天体物理学が誕生するお膳立てができていたのである。

## 2 ヘルツシュブルング-ラッセル図の由来

### 2.1 恒星スペクトルの分類

19 世紀後半には、多様な特徴をもつ恒星スペクトルを整理するために、数多くの星のスペクトルの分類に力が注がれた。この分野の草分けは、1860 年代に眼視観測

によって 4000 個以上の星のスペクトルを分類した、イタリアのイエズス会修道士アンジェロ・セッキ (Angelo Secchi) 神父である。その分類体系の最終版 [7] では、恒星は次の 4 種類に分類される。すなわち、白色ないし青色星 (I 類)、黄色すなわち太陽型の星 (II 類)、幅の広い吸収帯をもつ赤色星 (III 類)、そして現在「炭素星」として知られ「暗い間隙で区切られた明るい帯」をもつ星は IV 類とされた。スペクトル写真の発達によって分類法の客觀性は増し、また豊富になった情報を取り入れるため、さらに細かい分類がセッキの体系に加えられた。恒星の分類法は精力的な研究対象となり、1900 年には 23 もの異なる体系が使われるようになっていた。

多くのグループが恒星の分類の問題に取り組んでいたが、抜きんでた成果を収めたのがハーヴィードにおける恒星スペクトルの大規模な掃天観測だった。このプロジェクトは、1876 年にハーヴィード・カレッジ天文台長に就任したエドワード・ピッカリング (Edward C. Pickering) の指揮のもとに始められたものである [8]。非常に多くの星のスペクトルを調べるには、対物プリズムを用いて、観測領域内のすべての星の像を分散させるのが最も効率的な方法だとピッカリングは判断した。主な研究者はウィラマイナ・フレミング (Willamina P. Fleming)、アニー・キャノン (Annie J. Cannon)、アントニア・モーリー (Antonia C. Maury) とその他大勢の女性“コンピューター（計算係）”であった。このチームは冗談で「ピッカリングと彼のハーレム」と呼ばれた。

この観測プログラムの第 1 部は 1889 年 1 月までには完了し、633 枚の写真乾板に 10351 個の星のスペクトルが含まれていた。このスペクトルを調査・分類し、また等級を推定する作業はフレミングによってなされた。スペクトルの分類 [9] はセッキの 4 分類法に基づくものの、さらに細かい型に分けられた。I 類は A, B, C, D の 4 つの型に分けられ、II 類は E, F, G, H, I, K, L の 7 つに細分され、III 類と IV 類は M と N に改称された。O 型の名称はウォルフ-ライエ星を指すのに使われた。

最もよく知られているのはキャノンの研究 [10] で、1901 年のハーヴィード紀要 (Harvard Annals) に発表され、標準的なハーヴィード分類法の元となった。彼女の分類法はフレミングの考案した体系に基づき、いくつかの重要な修正を加えたものである。彼女は、O 型星が最も高温の星であり、また B 型星は順序として A 型星の前にくるべきだ、という提案を採用した。さらにいくつかの型を廃止した結果、基本的な系列は O, B, A, F, G, K, M となった。恒星は、いろいろなスペクトル線のあるなしを基準として、この順に一列に並べられた。この順序づけはスペクトルの特徴の変化が連続的になるように定められたのである。すでにノーマン・ロックイヤー (Norman Lockyer) の研究から、この系列が温度順であることは明らかだったが、スペクトル型と温度との正確な関係がサハ (Saha)、ファウラー (Fowler)、ミルン (Milne) らの研究 [11] を通して確立するまでには、さらに多くの仕事を要す

ことになる。ともあれ、ピッカリング、モーリー、キャノンらの努力の結果、1912年までに、それ以前とは比べものにならないほど優れた分類法によって、全天に分布する5000近い星が分類されたのだった。

しかし、ピッカリングはすでにもっと野心的なプログラムを計画していて、それはヘンリー・ドレーパー (Henry Draper, HD) カタログとして実を結ぶことになる。1911年10月11日に、キャノンは22万5300個の星の分類に取り掛かり、4年たらず後にその仕事を完成した[12]。多大の努力を集中して身につけた驚くべき名人芸で、彼女は1分に3個の速さでスペクトルを分類することができ、またその分類法を何年間もにわたる掃天調査のあいだ再現性をもって繰り返すことができたのである。彼女は生涯ほとんど完全に耳が聞こえなかった。1938年に彼女は“ウィリアム・クランチ・ポンド† 記念天文学者”に任命され、ハーヴィードから研究職の地位を得た最初の女性の一人となった。また、彼女はオックスフォード大学から名誉学位を贈られた最初の女性でもある。

## 2.2 恒星の構造と進化に関する初期の理論

恒星の構造と進化の理論の源流は、熱力学第1法則の意味が理解されるようになった1850年代にまでさかのぼることができる。恒星のエネルギー源は重力エネルギーの解放に帰すると最初は考えられた。この種の理論の通俗版では、重力エネルギーを解放させる手段として隕石の衝突を登場させる。ヘルマン・フォン・ヘルムホルツ (Hermann von Helmholtz) は、それよりもむしろ太陽自身の収縮によって、重力ポテンシャルエネルギーの莫大な蓄えが取り出せると提唱した。太陽は対流する液体のかたまりとみなされ、徐々に収縮して冷やされると考えられた。太陽の中のエネルギーの輸送は対流によるものと仮定された。ウィリアム・トムソン (William Thomson, 後のケルヴィン卿 (Lord Kelvin)) とヘルムホルツ [13] は、そうすると太陽のおよその年齢が計算できることに気づいた。この時間スケールは、現在では、太陽（あるいは恒星）の冷却に対する“ケルヴィン-ヘルムホルツの時間スケール”と呼ばれ、大まかには重力のポテンシャルエネルギーを現在の光度で割ることによって評価できる。太陽に対しては、この時間スケールはおよそ $10^7$ 年で、地層の解析（その信頼性はそれほど高くなかったもの）から支持される地球年齢の推定値よりはるかに短かった。地球年齢の最初の信頼できる推定値は、1904年にエーネスト・ラザフォード (Ernest Rutherford) [14] によって、重い元素の放射性同位体と安定同位体の存在量の比から求められた。

ガス体としての太陽の内部構造を最初に研究したのは、アメリカのホーマー・レ

† [訳注] ハーヴィード天文台の創立者。

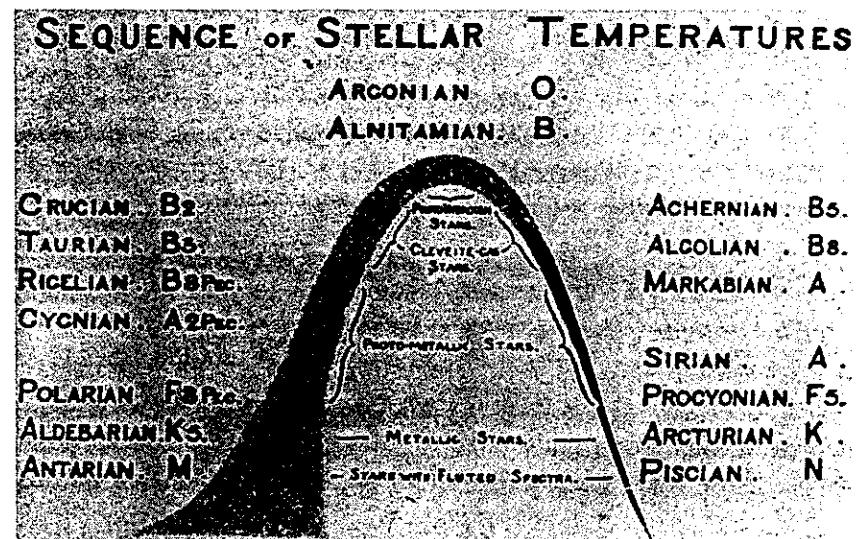


図1 恒星のスペクトルの進化に対するロッキヤーの温度曲線[19]。彼は図のように、アーチの各部にセッキの分類型を割り振った。

イン (J. Homer Lane) [15] である。1869年に彼は、太陽物質が理想気体のようにふるまうと仮定して、その表面の諸性質を再現し、密度、温度および圧力が半径と共にどう変化するかを決定しようと試みた。彼は流体静力学的平衡および質量保存の方程式を立てたが、観測される太陽表面の性質を再現できなかった。彼の論文には含められていないが、彼は次の重要な結果を初めて導いた。すなわち、もし星が理想気体球の状態を保ったまま放射によりエネルギーを失って収縮すれば、温度は減少するのではなくかえって増加する [16]。

1870年代の末に、同様の計算がアーヘンのアウグストゥス・リッター (Augustus Ritter) によって行なわれた。彼は恒星の進化の初期段階を理想気体球の収縮とみなし、その後ケルヴィンの処方に従ってしだいに冷えるものと考えた[17]。このような恒星の物理的モデルの頂点が、ローベルト・エムデン (Robert Emden) によって1907年に出版された学術書『気体球』 (Gaskugeln) [18] であった。この書物の目的はミュンヘン工科大学の学生を理論物理学に引きつけることになり、そのための実践的な例題として、なんと恒星の内部構造を取り上げたのである。エムデンは、後に“レイン-エムデン方程式”と呼ばれる方程式の解が、有限の半径に境界をもつ恒星の状態を表すことを示した。

ロッキヤーは1880年代に、星の種類を進化の段階と対応させようと試みた。図1は恒星の進化についての彼の理論 [19] の概略を描いたものである。進化を表す“温

度のアーチ”は左下（凝縮する流星物質の雲を表す）から始まり、それが収縮と共に高温になり、アーチの頂上で最高温度を達成する。その後、星は冷えてコンパクトな赤い星になると推測された。ロッキヤーはセッキの分類型を“進化アーチ”的異なる部分に対応づけたが、その対応の理由はあいまいだった。彼の図式では、同じ温度に対して大小2つの半径の星が存在するはずだということが暗に示されていた。リッターの恒星進化に対する、より物理的な見方との類似性もある。

### 2.3 ヘルツシュブルング-ラッセル図

1890年に『ヘンリー・ドレーパー恒星スペクトル図表』(Henry Draper Catalogue of Stellar Spectra)第1版 [9]が刊行され、恒星がスペクトル系列の順に高温のA型やB型星から低温のK型星に向かって進化する、という仮説を検証することが初めて可能になった。モンク(Monck)およびカプタイン(Kapteyn) [20]は独立に、この見方にはどこか間違いがあるはずだという結論に達した。彼らが見出したのは、固有運動が最も大きい（すなわち最も近隣に位置し、光度が小さい）星々はK型やL型ではなくF型やG型星である、という事実だった。このことは、星がスペクトル系列を順にたどって冷えて暗くなっていく、という図式とはほとんど相容れなかった。

この問題に対する解答を見つけたのはデンマークの天文学者アイナー・ヘルツシュブルング(Ejnar Hertzsprung)である。もし星が黒体のように放射し、また距離がわかっているれば、その星のサイズはシュテファン-ボルツマンの法則によって簡単に計算できる、と彼は気づいた。1906年に彼は、アルクトゥルスの大きさがほぼ火星軌道の直径に等しいことを示し、サイズの非常に大きい星が実際に存在することを指摘した[21]。この知識を念頭に、彼はモンクやカプタインのデータを再検討したが、その際、モーリーによる明るい星の高分解能スペクトルの分類法の情報を考慮に入れた。彼女が着目したのは、スペクトル線に次の3つの型があることだった。すなわち、a型はスペクトル線が明瞭で“平均的”な幅をもつが、b型では線の幅はずっと広くてはっきりせず、逆にc型は線幅が非常に狭くシャープであった。ヘルツシュブルングは、c型の星がアルクトゥルスに類似した遠くの明るい星であり、非c型の星は近隣の天体である、と気づいた。後に“矮星”および“巨星”と呼ばれることがある階級の区別は、視差の観測により確かめられた[22]。夜空で最も明るい星々には巨星の方が矮星よりもずっと多いことがわかり、これによってモンクやカプタインの奇妙な結果の説明がついた。F型やG型の矮星は同じ型の巨星よりもずっと暗いので、もし矮星だけを選択するならば、スペクトル系列の順に星の本来の明るさは減少し、まだんだん赤くなるという傾向は正しかったのである。

1907年にヘルツシュブルングは関心を星団に向けた。星団ではすべての星が同じ

距離にあるとみなせることに着目したのである。1911年に彼は、プレアデスおよびヒアデス星団に対する最初の光度-色図を発表した[23]。これらの図には、連続した星の列が顕著に現われており、彼はこれを“主系列”と名づけた。しかし、赤い星では光度の範囲はかなり広がっていた。これらは初めて公表された色-等級図であった。

ヘンリー・ノリス・ラッセル(Henry Norris Russell)は、かなり違った道筋を経て同じ図に到達した。1902年から1905年にかけて彼はイギリスのケンブリッジの天文台で研究し、アーサー・ヒンクス(Arthur Hinks)と共に先駆的な視差の観測プログラムを始めた。彼は1905年にプリンストンに戻り、1910年には視差の観測データの整約が完了した。ただちに明らかになったのは、赤色星には高光度と低光度のものが存在するという、ヘルツシュブルングと同様の結果だった。ラッセルの有名な光度-スペクトル型図[24]は1914年、NatureとPopular Astronomyの両誌に同時に発表された(図2(a))。スペクトル型と光度の相関関係は図2(a)で、範囲を仕切る2本の対角線によって示され、ヘルツシュブルングの言う“主系列”に対応する。さらに、主系列の上にも赤い星が存在するが、この領域は現在“巨星分枝”と呼ばれる。K型およびM型星の明るさの範囲は10等級にもわたり、この等級差は光度が10000倍も違うことに相当する。ラッセルの論文には、4つの星団に対する光度-スペクトル型図もふくまれ、その方が巨星分枝がより明瞭に現われている(図2(b))。光度-スペクトル型図はもともとは“ラッセル図”と呼ばれていたが、1933年になってストレムグレン(Strömgren)がヘルツシュブルング-ラッセル図という名称を導入した。

ヘルツシュブルングの解析は、星のスペクトルの特徴を利用してその星が矮星か巨星か判定できることを示した。これとは独立にウォルター・アダムズ(Walter Adams)とアーノルド・コールシュッター(Arnold Kohlschütter)[25]は、スペクトルのその他の特徴で、やはり光度標識として使えるものを発見した。彼らは、視差、固有運動、およびスペクトルの特徴に関するデータを組合せることによって、与えられた1つのスペクトル型の中で、スペクトルの細かい特徴が鋭敏な光度標識となることを見つけたのである。1914年の論文で、彼らはこれらの基準を用いて、恒星の絶対等級が約1.5等の誤差で推定できることを示した(1.5等の差は光度にして4倍にあたる)。その結果、星の距離はそのスペクトルの性質だからおおまかな推定が可能になった。このようにして推定された距離は“分光視差”と呼ばれる。これらの光度標識はスペクトル分類法の新システムにも組み込まれた。やがてハーヴィード分類法に取って代わることになるこのシステムは、モーガン-キーナン-ケルマン(MKK)またはヤーキス分類系[26]と呼ばれ、1943年に出版された。スペクトル型に加えて、星にはI型(超巨星)からV型(主系列星)まで5つの光度階級

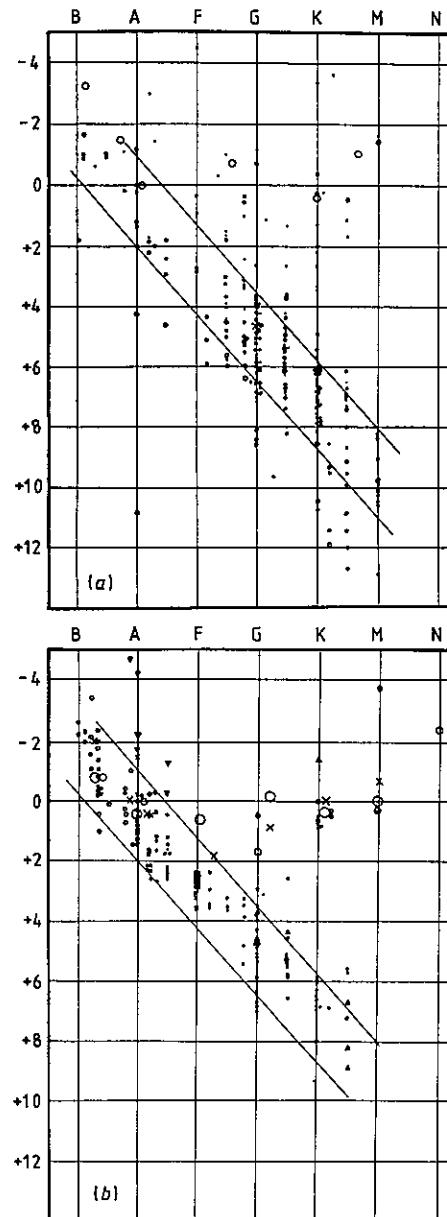


図 2 最初に発表された“ラッセル図”(絶対等級とスペクトル型の関係を示す図) [24].  
(a) 近隣の星に対するもの、(b) 4つの星団の研究から導かれたもの。

が割り当てられた。現代のスペクトル分類体系は MKK 分類に基づいている。

恒星天文学のもう 1 つの大きな問題として、星の質量の決定があげられる。1912 年に、ラッセルの最初の大学院生だったハーロー・シャプリー (Harlow Shapley) は、いくつかの食連星の光度曲線を詳しく解析した結果、最も明るい黄色や赤色の星が確かに“巨”星であることを実証することができた。これらの星の質量は連星軌道のパラメーターから決定されたが、光度の範囲は質量の範囲に比べてはるかに大きかったのである。ラッセルは、彼の標本中の星の光度と質量のあいだには、ひいき目に見ても弱い相関しか見出せなかった[27]。このことは、赤色巨星が恒星の最初期の姿を示すものであり、それが収縮して主系列の上端に達するという、当時広く受け入れられていた見方とじつまが合っていた。主系列は、星がその後、年をとるにつれて冷えていく過程を表すものと考えられたのであった。これら初期の(まったく誤った)理論の遺物が、主系列上部の星を意味する“早期型星”や主系列下方の星を指す“晚期型星”という言葉づかいに残っている。

### 3 恒星の構造と進化

#### 3.1 新しい物理学の影響

それから 10 年以内に見方は一変する。ラッセルは主系列の矮星がすべてほぼ同程度の質量をもつと断定したのだが、反対にヤコブ・ハーン (Jacob Hahn) は 1911 年に、主系列に沿って質量と光度の間に相関があることを示した[28]。1919 年までにヘルツシュブルング [29] は主系列星に対する質量光度関係の経験則、 $L \propto M^x$ ,  $x \approx 7$  を導いた。この指数  $x$  は現在の値 (太陽程度の質量をもつ星に対しては 4 くらい) よりもいくぶん大きい。標準理論を救済するには、星は質量を失うとしなければならなかった。

さらに重要な新展開は、星の中ではエネルギーが対流よりもむしろ放射によって運ばれるという考え方であった。これは 1894 年サンプソン (R. A. Sampson) によって初めて議論され、1900 年代初めにシュスター (Schuster) やシュヴァルツシルト (K. Schwarzschild) [30] によってさらに詳しく研究されたが、天文学者の間で広く受け入れられることはなかった。この考え方が復活したのは、1916 年エディントン (A. S. Eddington) [31] がこれを巨星内部の放射輸送に応用したことによる。

1913 年に発表されたボア (N. Bohr) の原子構造の理論は、たちまち天体物理学に強い影響をおよぼした[32]。原子やいろいろな電離状態にあるイオンのエネルギー準位が決定できるようになったが、このことは恒星大気の温度の測定にとって重要な意味をもった。星の表面温度を測定する最初期の試みでは、星は黒体のように放射すると仮定された。このテクニックはヘルツシュブルング [21] が 1906 年にア

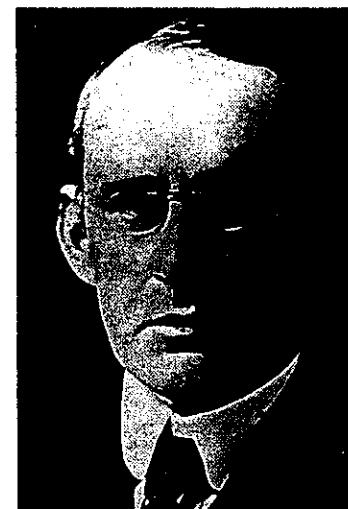
## アーサー・スタンリー・エディントン

(イギリス, 1882-1944)

エディントン (Arthur Stanley Eddington) はイギリス湖水地方の町ケンドルに生まれ、“彼の時代における最も著名な天体物理学者”であった。彼は学校で抜群の成績をおさめ、ケンブリッジ大学のまだ2年生のときに数学学位試験の最優秀者という栄位を達成した。1906年から1913年まで、彼は王立グリニッジ天文台の主任補佐をつとめ、ここで天文観測の技術を学んだ。1913年に彼はケンブリッジ大学の“ブルミアン天文学教授”に任命され、生涯この地位にあった。

彼は、そのすば抜けた数学的能力と深い物理的洞察力を駆使して、天体物理学や宇宙論の最も重要な問題を取り組んだ。彼の最大の業績は、天体物理学における恒星の構造と進化の理論で、1926年のすぐれた教科書『星の内部構造』(*The Internal Constitution of the Stars*) に集大成された。彼は一般相対論の第一人者として、その英語での解説に努めたことでも知られる。彼が1923年に出した一般相対論の解説書『相対論の数理』(*Mathematical Theory of Relativity*) は、いろいろな言語で書かれたこの理論の解説の中でも最良のものとアイシッシュタインによって評価された。彼は、1919年の日食観測遠征隊のリーダーを共同で務め、太陽重力による星の光の曲がりを測定した。宇宙論の分野では、彼は現在“エディントン-ルメートルの宇宙モデル”と呼ばれるモデルの主唱者であった。彼は晩年に、多大の（しかし不毛な）努力を“根源的理論”(*The Fundamental Theory*) に注ぎ込み、何とか量子論と相対論を統一して、その過程で普遍定数の値を導きだそうと企てた。

敬虔なクエーカー教徒だった彼は、第一次世界大戦中、自分が平和主義者であるとの立場を明確に表明した。彼は生涯独身だった。1930年にはナイトの爵位を受け、また1938年にはメリット勲章を授与された。



ルクトゥルスの直径を測るために使ったものである。何人かの研究者がこのテクニックを用いて温度を測定していたが、悩まされた問題は恒星スペクトルの中に存在する吸収線だった。連続スペクトルの強度を推定するためには、強い吸収線を避けてその間を観測しなければならなかったが、しかしそれでも問題は残った。多くの弱い吸収線が連続スペクトルを押し下げる“スペクトル線毛布効果”という現象があって、それがどの程度効いているか分からなかったのである。

恒星大気中の原子の電離状態を温度測定の手段に利用するというアイデアを最初に実行したのは、インドの天体物理学者メグ・ナッド・サハ (Megh Nad Saha) [33] だった。(その前年の) 1919年、サハはドイツの物理化学者ネルンスト (W. Nernst) を訪問している。ネルンストは化学反応における平衡状態の熱力学的理論に取り組んでいた。サハは、この研究から自分の電離平衡式の着想がひらめいたことを認めている。彼は電離を「一種の化学反応」ととらえ「化学分解を電離で置き換えればそうみなせる」と説明した。ネルンストの弟子のジョン・エッガート (John Eggert) はすでに、恒星内部の8回電離した鉄の平衡状態を計算していた。サハは同じ形式を太陽大気の研究に応用した。これらの考察から有名な“サハの式”が導かれたのだった。この式は、与えられた温度で熱平衡にある気体の電離状態を記述するものである。サハの式はボルツマン方程式と電離平衡の式を統合したもので、この式により電離状態が気体の密度と温度の両方にどう依存するかが決まる。温度を推定するために、彼はスペクトル線の“臨界出現規準”法を用いた。すなわち、ハーヴィード分類法の系列で用いられた、いろいろなスペクトル線が最初に現われたり消えたりするところを基準にしたのである。彼はその論文を次の言葉でしめくくった。

星のスペクトルは、その温度が3000Kから40000Kまで連続的に変化するときに、順次ひき起こされる一連の物理過程を、途切れなくわれわれの目の前で繰り広げてくれる、という見方もできよう。

言い換えると、スペクトル系列O, B, A, F, G, K, Mは、最も高温なO型星から最も低温のM型星までを順にならべた温度系列なのである。

このような考えをさらに押し進めたのはラルフ・ファウラー (Ralph Fowler) とミルン (E. A. Milne) [34] で、彼らは、原子やイオンの励起状態の効果も含めた、電離平衡状態のずっと完全な記述を与えた。彼らは、単純に種々の原子やイオンが初めて現われたり消えたりするところを利用するのではなく、吸収スペクトル線が最も強くなるような条件を決定したのである。こうして、化学元素の存在量を正確に決定する道が拓かれた。この仕事に取り組んだのはミルンの学生だったセシリヤ・ペイン (Cecilia Payne) で、彼女はこの研究をハーヴィード大学のシャプリーのもとで博士論文の課題として行なった。彼女の研究で最もよく知られているのは、

星のスペクトルはさまざまに異なっているが、化学組成はすべて驚くほど似かよっていて、スペクトルの違いの主な原因は星の表面温度だ、ということを論証した部分である。いまでは古典となったモノグラフ『恒星の大気』(Stellar Atmospheres) [35]の中で、彼女は「恒星大気の組成の一様性はもはや確立した事実と考えられる」と明言した。彼女はさらに、星の元素組成は、水素とヘリウムを除けば、地球の元素組成とよく似ていることを示した。例外である水素とヘリウムの存在量は、星の方が地球よりはるかに大きいことを彼女は見出した。正しい答えを得ていたにもかかわらず、彼女はそれを信用せず、次のように書いた。

水素とヘリウムが恒星大気中に豊富に存在することは明らかではあるが、臨界出現規準の方法から導かれた存在量の数値そのものは疑わしいと思われる。

この結論は当時浸透していた偏見を反映している。3年後の1928年に、アルブレヒト・ウンゼルト (Albrecht Unsöld) [36] は水素が確かに他のすべての元素よりもずっと多く存在することを示した。これが正しいことはウィリアム・マクレー (William H. McCrea) [37] によって確かめられた。彼は、閃光スペクトルの相対強度を用いて、太陽彩層の底での水素原子の数密度がウンゼルトの値と一致することを示したのである。

サハの理論の検証をいち早く試みた一人はヘンリー・ノリス・ラッセルであり、そのために彼は、カリウムやルビジウムのスペクトル線の相対強度を、太陽大気と黒点とで比較した[38]。1925年に彼は、カルシウム、スカンジウム、バリウムなどアルカリ土類金属の異常3重項の問題を研究した。ラッセルとフレデリック・ソーンダーズ (Frederick A. Saunders) [39] は、アルフレッド・ランデ (Alfred Landé) の原子のベクトル模型を拡張して、電子の спинと軌道角運動量の結合を考慮に入れた。これはラッセル-ソーンダーズ結合、あるいはL-S結合と呼ばれるようになった。原子スペクトルについてのこの新しい理解に基づいて、ラッセル、ウォルター・アダムズ、シャーロット・ムーア (Charlotte Moore) [40] は太陽大気の化学元素組成を詳細に調べた。彼らは、228の異なる多重項の、1288本の吸収線を用いて、吸収線の強さと光を吸収する原子やイオンの数との関係を調べた。1929年のラッセルの解析では、水素をはじめとする56の元素と6種の2原子分子について、太陽での存在量が決定された[41]。これらの値はすべて、現在の推定値とのずれがファクタ-2以内に収まっていた。

マルセル・ミナルト (Marcel Minnaert) とジェラード・マルダーズ (Gerard Mulders) [42] は1930年に、恒星の元素組成を決定するために、同様の手法を採用了。彼らはスペクトル線の“等価幅”という概念を導入した。これは、観測される吸収線の輪郭にわたって積分したのと等量の放射エネルギーを、その星の連続スペクトルから差し引く場合、対応する連続スペクトルの波長幅を意味する。彼らはスペクトル線の等価幅と吸収に関する原子の数とを関係づける手法を開発したのだが、その際、吸収線の幅を広げるような種々の過程、放射減衰、自然減衰、熱的線幅拡大なども考慮した。これは最終的に、ミナルトが“成長曲線”法と呼んだ、等価幅と吸収原子数を関係づける技法にまとめられた。輝線に対する同様の手順が、これとは独立に、ドナルド・メンツェル (Donald Menzel) [43] によってやはり1930年に開発された。これらは、恒星の元素組成の標準的な解析法となっている。

3.2 エディントンと恒星構造理論

アーサー・スタンリー・エディントンは、恒星の内部構造と進化の理論の発展における中心人物であった。1916年から1924年の間に彼は1ダース以上の論文を発表したが、それらを集めて加筆したのが1926年の名著『星の内部構造』[44]である。恒星進化に関する自分の理論をエディントンによってまるごと粉碎されてしまったヘンリー・ノリス・ラッセル [45] の言葉によれば、

何人かの研究者——ジーンズ (J. Jeans), クラマース (H. Kramers), エッガートなど——がこの分野に貢献したが、エディントンの功績がすば抜けて大きい。

エディントンの業績を解説するのには、チャンドラセカール (Chandrasekhar) の評価 [46] を引用する以上に簡明な方法はなかろう。

恒星の内部構造の分野では、エディントンは、現在われわれの知識の基本要素となっている次のような事実を見抜き、これを確立した。

- (1) 星の質量が増加するにつれて、その平衡状態を保つために放射圧がはたす役割も大きくなる。
- (2) 星の中で、放射平衡が対流平衡と区別される形で成立している部分における温度勾配は、エネルギー源の分布と放射場に対する物質の不透明度の両方によって決まる。具体的には、

$$\frac{dp_r}{dr} = -\chi \frac{L(r)}{4\pi c r^2} \rho \quad p_r = \frac{1}{3} a T^4$$

および

$$L(r) = 4\pi \int_0^r \epsilon \rho r^2 dr$$

ここで、 $p_r$ 、 $\chi$ 、 $\epsilon$ 、 $\rho$  はそれぞれ、放射圧、物質の不透明度、恒星の物質1グラムあたりのエネルギー発生率、および密度を表す。

- (3) 不透明度  $\chi$  に寄与する主な物理過程は、軟X線領域での光電吸収係数(すなわち高電離原子の最深部のK殻やL殻の電離)によって決まる。
- (4) 物質の不透明度の究極の原因是電子による散乱であるから、与えられた質

量  $M$  を保持できる光度  $L$  には上限がある。この最大光度は、不等式  $L < 4\pi cGM/\sigma_e$  ( $\sigma_e$  はトムソン散乱断面積) によって与えられ、現在は“エディントン限界”と呼ばれる。

- (5) 普通の星（すなわち主系列星）では、第一近似では“質量-光度-有効温度の関係”は恒星内のエネルギー分布にそれほど敏感ではない。したがって、星のエネルギー源の詳細な知識がなくても、観測との比較に必要な関係は得られる。
- (6) 水素を燃やしてヘリウムにする過程が、恒星のエネルギー源として最も有力である。

このようなすぐれた洞察は、苦闘なしには得られなかった。上の論点の多くは、エディントンとシェイムズ・ジーンズの間で白熱の議論的となりた。恒星の内部構造に関する最初の論文で、エディントンは物質粒子の平均原子量を（星が鉄からできているだろうという意味で）54と仮定した[31]。この間違いはすぐにジーンズによって正された。ジーンズが指摘したのは、恒星内部のような高温では「かなり極端な解離状態が可能である」[47]ということだった。エディントンの次の論文では、平均原子量として2が採用された。これは、水素が存在しないという前提で、原子が完全電離の状態にあることに相当する。エディントンは、当時の通説だったラッセル-ロックイヤーの描像をまだ信じていたので、自らの放射輸送の理論を適用する対象に、ガス状の球体とみなされていた巨星の外層を選んだ。彼は1917年の論文で、もし重力エネルギーの放出が巨星の輝きの源だとすれば、光り輝くことのできる期間はせいぜい10万年、すなわち地球の年齢よりもはるかに短いことを示した[47]。

赤色巨星のエディントン理論を検証する機会は1919年に訪れた。アルバート・マイケルソン（Albert A. Michelson）[48]は30年近くも光学干渉計技術の開発を行なっていたが、ウィルソン山天文台長ジョージ・エラリー・ヘール（George Ellery Hale）は100インチ・フッカー望遠鏡にマイケルソン干渉計を装備することを決めた。かりに星の直径は測れなくとも、近接連星の間隔を決定するためであった。マイケルソンは干渉計の基線の長さをどの程度にすべきかわからなかつたが、この装置が建設中であることを知ったエディントンは、赤色巨星の構造に関する彼の理論を用いてその角サイズを予言した。マイケルソンはこの予言を参考にして6メートルの干渉計をつくり、それは100インチ望遠鏡の一番上のリングに据えつけられた（図3）。1919年12月13日の夜、Francis G. PeaseとJ. A. Andersonがベテルギウスの直径を測った結果は0.047秒角で、エディントンの予言よりわずかに小さいだけだった[49]。この観測は、赤色巨星が確かに大きい直径をもつことを裏づけるものだった。彼らはさらにもう5個の赤色巨

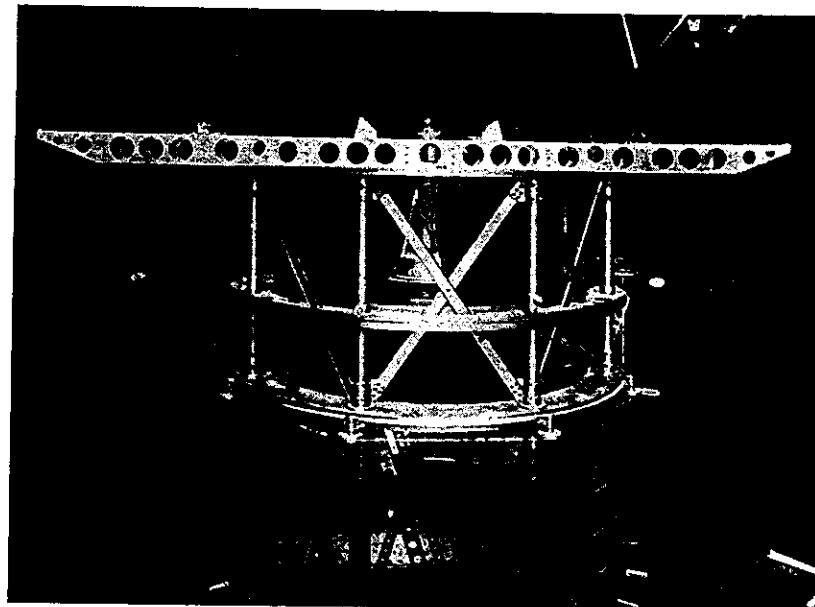


図3 100インチ望遠鏡に据えつけられたマイケルソンの恒星干渉計(1920年8月10日撮影) [49]。

星の直径を測定した。

1919年にエディントン[50]は、自分の恒星構造理論を矮星に対して同じように適用すると、主系列星で観測される質量光度関係が説明できることを発見し驚いた（図4）。これが意味するところは深甚だった。すなわち、主系列星は非圧縮性液体の球ではあり得ず、むしろ気体球と考えられた。これは標準的なラッセル説の根底を崩すものだった。この結論にジーンズは強硬に反対し、エディントンの結果は星の内部のエネルギー生成過程を無視しているのを疑わしい、と批評した。チャンドラセカールが注釈したように、実は質量光度関係はエネルギー生成過程の詳細にはほとんど依存しないのだった。ちなみにジーンズは、太陽のエネルギー源は放射性崩壊だと提唱した。

初期の論文でエディントンは、星の無尽蔵のエネルギー源として、物質の消滅を主張した。1920年に彼は、エネルギーを生み出すもっとよいやり方があるのを見つけた。カーディフで開催された英国科学振興協会(BAAS)の数学物理学部会で、彼が行なった会長演説の次の一節は、驚くべき先見の明を示している[51]。

アストン（F. W. Aston）の実験から、すべての元素が水素とそれに結びついた負の電子から構成されることは、疑いの余地がない。たとえば、ヘリウムの原子核

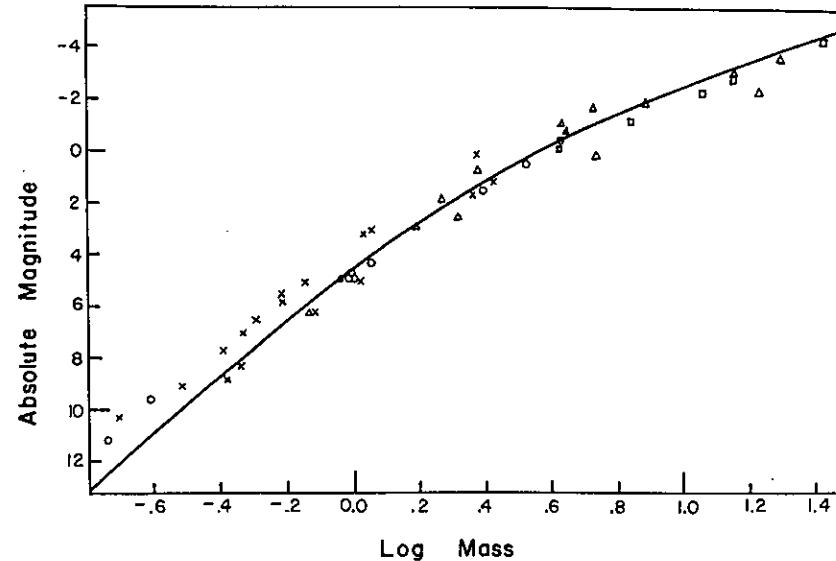


図 4 観測された質量光度関係とエディントンの理論的質量光度関係との比較[50]。実線はエディントンの理論値を示し、○印、×印、△などの点はいろいろな型の星に対する質量と光度のデータである。【横軸は質量の対数、縦軸は絶対等級】

は4個の水素に2個の電子が結合してできている。しかし、アストンはそれだけでなく、ヘリウム原子の質量が、その中に入っている4個の水素原子の質量の和よりも少ないという、決定的な証拠を示したのである。…水素の原子量は1.008、ヘリウムの原子量は4であるから、この合成で120分の1の質量が失われる。…さて質量はまだ消滅することはできないから、不足分はこの転変によって解放された電気的エネルギーの質量を表すはずだ<sup>†</sup>、それ以外はあり得ない。よって、われわれはただちに、水素からヘリウムがつくられるときに解放されるエネルギーの量を計算することができる。もし、星の質量の5パーセントが当初水素原子から成り、それが徐々に結合してより複雑な元素が形成されるなら、解放される全熱量はわれわれの要求を満たしてあまりある大きさになり、われわれはもうそれ以上星のエネルギー源を探す必要はなくなる。

当時は1つの仮説の域を出るものではなかったが、実際それが太陽のエネルギー源に他ならなかった。

<sup>†</sup> [訳注] 当時は原子核エネルギーの本性は知られていなかった。

### 3.3 量子力学と新粒子発見の影響

太陽エネルギー生成の問題の解答は、1920年代と30年代における理論および実験物理学の数々の大発見がたちにもたらした成果の一例である。この物理学の進歩はすぐに天体物理学に吸収された。1929年に発見されたフェルミー・ディラック統計[52]は、星における物質の状態方程式に応用された。量子力学的トンネル効果はジョージ・ガモフ(George Gamow)[53]によって発見され、1928年に原子核によるアルファ粒子の非弾性散乱に応用された。また、ヴォルフガング・パウリ(Wolfgang Pauli)[54]は1931年にニュートリノの存在を提唱し、エンリコ・フェルミ(Enrico Fermi)のベータ崩壊の理論が1933年に定式化された[55]。同様に重要なのが、この物理学の黄金時代の実験的発見である。宇宙線の霧箱実験での陽電子の発見はカール・アンダーソン(Carl D. Anderson)[56]によって1931年に公表された。同じ年にハロルド・ユーリー(Harold Urey)、フェルディナンド・ブリックウェッド(Ferdinand Brickwedde)、ジョージ・マーフィー(George Murphy)[57]は“蒸留した”液体水素の分光学的研究から重水素を発見した。そして1932年にはジェイムズ・チャドウィック(James Chadwick)によって中性子が発見された[58]。

原子核エネルギーが太陽のエネルギー源となり得る、というエディントンの説はまだ不確かな推測にすぎなかった。チャンドラセカールは1932年、ニールス・ボーア一派と共同研究するためコペンハーゲンを訪れ、ボーアの態度を次のように書き留めている[59]。

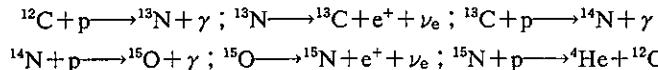
私は正直なところ、好んで天体物理学を研究する気にはなれない。なぜなら、私が太陽のことを考えると真っ先に尋ねたい問いは、どこからそのエネルギーが来るのかということだ。君は太陽のエネルギーがどこから来るか説明できないだろう。それならどうしてその他諸々のこと信じられるかね?

しかしそれでもその頃には、量子力学の偉大な諸発見は、太陽における原子核エネルギー生成の問題に適用され始めていた。

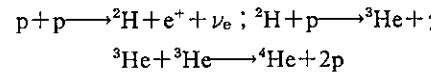
問題は、太陽内部のような高温でも、陽子と原子核のあいだのクーロン反発力があまりに大きいため(古典物理学によれば)この核エネルギー源を利用できそうにもないことだった。この問題の解決はガモフの量子力学的トンネル効果の理論を待たねばならなかった。そのわずか1年後の1929年に、ロバート・アトキンソン(Robert Atkinson)とフリッツ・フーテルマンス(Fritz Houtermans)[60]はガモフの理論を星の中心部の高温領域に適用した。陽子のマクスウェル分布によるクーロン障壁透過を考慮に入れることにより、彼らは星における核エネルギー生成過程

には2つの重要な特徴があることを明らかにした。第1に、最も有効なエネルギー源は電荷の小さい原子核の相互作用によるものであり（電荷の大きい原子核ではクーロン障壁が大きいので不利）、第2に、クーロン障壁を通り抜けるのはマクスウェル分布の高速度側のすそにある少数の粒子である。その結果、原子核反応は、ふつうに予想されるよりずっと低い温度でも起こり得る。これらの考察は、星の光度が温度の敏感な関数となる理由も示唆していた。中心温度の増加にしたがって障壁透過率も上がるから、高温の星は低温の星よりずっと明るいはずである。

1931年までには、水素が星の中では抜群に多く存在する元素であることが確立したので、アトキンソンの目標は化学元素の起源を（原子核に陽子を順に付加することによって）説明することに移った。彼は、4つの陽子を合せてヘリウムを形成するのはきわめてまれな過程であると論じ、そのかわりに、重い原子核に陽子を次々に加えることによってもヘリウムが形成できると提唱した。重い原子核が安定に存在できる質量限界を超えると、アルファ粒子を放出するのでヘリウムがつくられるのである[61]。この提案は、1938年にカール・フォン・ヴァイツゼッカー(Carl von Weizsäcker)とハンス・ベーテ(Hans Bethe)[62]が独立に発見することになる炭素-窒素-酸素サイクル(CNOサイクル)の先駆けであった。この有名なサイクルでは、炭素はヘリウム形成の触媒の役割をはたす。すなわち、次のように陽子を順次付加しながら $\beta^+$ 崩壊を2回交えて、元に戻る。



さてその間に、最も単純な核反応、すなわち2個の水素の融合による重水素の形成の反応率を推定することが可能になった。重水素ができれば、それらが互いに結合して ${}^3\text{He}$ や ${}^4\text{He}$ をつくることができる。最初の計算はアトキンソン[63]によって1936年に行なわれたが、これをずっと精密なものにしたのはベーテとクリッチフィールド(Critchfield)で(1938年)、彼らはフェルミの弱い相互作用の理論とガモフの障壁透過の理論を組み合わせた[64]。陽子-陽子反応鎖(p-pチェイン)の一連の反応の主要なものは次の通りである。



この反応鎖で最も重要な第一の反応は弱い相互作用を伴い、陽電子とニュートリノが放出されるが、これは陽子の1つを中性子に変換する過程と見ることができる。この反応は、p-pチェインのエネルギー放出量の大部分を担っているが、太陽内の核種合成に關係するエネルギー領域では実験的に測定されたことはない。ベーテとクリッチフィールドはこの一連の反応によって太陽の光度を説明できることを示した。彼らはさらに、p-pチェインのエネルギー生成率 $\epsilon$ が、星の中心温度 $T$ に、 $\epsilon \propto T^4$

のように依存することを導出した。1939年にベーテ[62]は、CNOサイクルの場合に対応するエネルギー生成率を計算し、その温度依存性がずっと強く、 $\epsilon \propto T^{17}$ であることを見出した。このことから彼は、CNOサイクルが優勢なのは大質量星であり、それに対し p-p チェインの方は太陽質量の 1.5 倍以下の星の主要エネルギー源だと結論した。これらの結論の正しさは、第二次世界大戦後に使えるようになった、ずっと詳細な恒星構造モデルによって確かめられた。とくに、コンピューター数值計算プログラムの開発によって、恒星の構造の研究は天体物理学の中で一二を争う精密科学となった。

### 3.4 赤色巨星問題

温度が比較的低いのに、主系列星よりもはるかに光度が大きい、赤色巨星を解明する問題が残っていた。その解答は1938年にエストニアの天体物理学者エルンスト・エピック(Ernst Öpik)[65]によって見出された。太陽のような星の場合、核燃焼が起こっているのは中心の(質量にして)わずか10パーセントの領域であることに彼は気づいた。この中心核内部のエネルギー輸送は、温度勾配が断熱勾配よりも小さければ放射輸送であり、温度勾配がそれより大きければ対流による。どちらの場合でも、最終的には星の中心核内で利用できる水素燃料の枯渇を招くことになる。エピックは、中心核の燃料が使い尽くされたときに何が起こるかを論じた。もはや中心部を支える圧力が存在しないので中心核は当然崩壊する。中心核とそれを取り巻く水素層の温度が上がり、こんどは活動を止めた核の外側の層で水素燃焼が可能になる。しかし中心核は収縮を続け、ついには温度が十分上がってヘリウム原子核から炭素の合成が可能になる。

エピックの発見で重要なことは、星の中心核が崩壊するとき、星の外層は巨大な大きさにまで膨張するという事実である。巨星の形成の物理的原因が厳密に何であるのかは、いまだに恒星構造論の謎の1つである。恒星の巨星分枝への進化についての数値計算はすべて、中心核の水素燃焼が尽きたと核が崩壊して外層が膨れ上がることを示しているが、星の構造のこの劇的な変化を何か1つの原因に帰することはできない。多くの異なる過程—中心部の崩壊、星の各部における化学組成の変化、それに伴う不透明度の変化、星の外層部における対流層の拡大など—が同時に進行するのである。赤色巨星の定量的な理論をつくるは、ヘリウムを炭素に変換する原子核反応に関する、より完全な理論が必要だったが、これは最初エピック[66]によって検討され、ついで第二次世界大戦後にサルペーター(Salpeter)[67]が論じた。

エピックの研究の結果、巨星の説明のために別の物理過程を捜す必要はなく、巨星は主系列星の水素燃焼相の終わりに自然に生じるものだということがわかった。

巨星の状態は、主系列星としての年齢に比べると、短期間しか続かない。なぜなら、巨星フェーズでは核燃料として使える物質を燃やす速度が主系列の何千倍も速いからである。したがって、巨星フェーズは、星が活動を停止して枯死した形に落ち着く前の、ほんの一時の放縱と言えよう。エピックが指摘したように、この見方は、宇宙空間の単位体積あたりの赤色巨星の存在数が矮星よりもはるかに少ない、という観測事実と完全につじつまが合う。

一連の研究成果を最終的に結び付けるかなめとなる事実が、1942年にブラジルの天体物理学者マリオ・シェーンベルク (Mario Schönberg) とチャンドラセカール [68] によって与えられた。彼らは、ヘリウム中心核に星の質量の 10 パーセント以上がふくまれる安定な恒星モデルは存在しないことを示したのである。“シェーンベルク-チャンドラセカール限界”と呼ばれるこの重要な結果は、恒星の進化の過程で赤色巨星が形成される理由を明白にするものであった。星は一生のほとんどを主系列の上で（水素をヘリウムへ転換することでエネルギーを得ながら）すごす。星の中心部では水素が枯渇し、その結果、活動を止めた中心核が形成される。この中心核が星の質量の 10 パーセントにまで成長すると、核は崩壊し続いて赤色巨星の外層ができるのである。

### 3.5 白色矮星

プリンストン大学で 1954 年に催されたコロキウムで、ヘンリー・ノリス・ラッセルは白色矮星の発見に関する楽しい思い出話を披露した。1910年のことだが、ラッセルはピッカリングに、視差が測定されている星のスペクトルが得られれば役立つのではないか、と提案した。ラッセルの思い出話を次のように続く [69]。

ピッカリングは言った。「ほう、そういう星の 1 つを挙げてみたまえ」。「そうだね」と私は言った。「たとえば、エリダヌス座オミクロンの暗い片割れ」。するとピッカリングは言った。「われわれのところは、そういう問い合わせに答えるのを専門にしてるようなものだよ」。そこでわれわれは少し離れたフレミング夫人の部屋に電話し、夫人は「はい、調べてみましょう」と答えた。半時間ほどすると彼女がやって来て、「ここに持ってきたが、間違いなくスペクトルは A 型です」と言った。その当時の知識でも、それが何を意味するのかは十分わかった。私はびっくり仰天した。私はまったく当惑して、その意味するところを量りかねていた。…そう、あの瞬間、世界中で白色矮星の存在を知っていたのは、ピッカリング、フレミング夫人、そして私の 3 人だけだったのだ。

エリダヌス座 o (オミクロン) 星の暗い伴星の著しい特徴は、非常に低光度の星なのに、主系列の上部の高温星のようなスペクトル型をもっていたことだった。ラッ

セルはこれを、何のコメントもつけずに、最初の“ラッセル図”(図 2(a))に含めた。それは、典型的な A 型主系列星の 10 等級ほど下に孤立した 1 個の A 型星である。ウォルター・アダムズ [70] は 1914 年にこの星の際立った特徴に注目し、翌年にもう 1 つの例を発見した。それはシリウス A の暗い伴星、シリウス B であった。エディントンは、これらの観測が意味するのはこれらの星がきわめて高密度でなければならない、ということだと気づいた。この 2 例は連星系に属する星であるから質量が決定でき、また半径は星の光度とプランクの放射公式から推定できる。これらの星の平均密度はおよそ  $10^8 \text{ kg/m}^3$  になることがわかった。エディントン [71] は、これほど大きな密度でも、原理的にあり得ないことではない、と主張した。星内部の高温状態では、物質はおそらく完全に電離しているから、地上で普通に見られるよりもはるかに高い密度まで圧縮できない理由はない、と当時は思われたのである。実際彼は、原子核の密度すら十分考えられる、と説いている。1924 年の論文でエディントンは、一般相対論をもちいて、このような高密度星で予想される重力赤方偏移を計算し、長波長側へのスペクトル線のドップラー偏移にして約 20 km/s を得た。アダムズ [72] は 1925 年に、100 インチ望遠鏡を用いてシリウス B のスペクトルを非常に注意深く観測し、連星の軌道運動を補正した結果、偏移の測定値として 19 km/s を得た。エディントンは大喜びで、次のように述べた [73]。

アダムズ教授はかくして一石で二鳥を仕留めた。彼は、インシュタインの一般相対論の新しい検証を行なうと同時に、プラチナの 2000 倍もの高密度物質が可能なだけでなく、現実に恒星界に存在することを証明したのである。

白色矮星の理論は、新しい量子統計力学を天体物理学に応用して得られた最初の大成果の 1 つであった。パウリ [74] は 1922 年に排他原理を提唱し、これからフェルミ-ディラック統計と縮退圧の概念が導かれた。1926 年にラルフ・ファウラー [75] は、これらの概念を用いて冷たい縮退電子気体の状態方程式を導き、 $p \propto \rho^{5/3}$  という重要な結果を得た。この状態方程式は温度に依らないから、白色矮星の構造はレイン-エムデン方程式から直接導かれる。熱いガスによる熱的な圧力で支えられている主系列星とは異なり、白色矮星を支えるのは電子の縮退圧なのである。白色矮星が出す光の源は、形成されたときに持っていた内部熱エネルギーである。ファウラーの描像によれば、白色矮星はその内部熱エネルギーを放射して、最後にはすべての原子核と電子が基底状態に落ち、冷たい死んだ星となる。

1929 年にヴィルヘルム・アンダーソン (Wilhelm Anderson) [76] は、太陽くらいの質量をもつ白色矮星の中心では縮退電子が相対論的になることを明らかにした。相対論的極限では、縮退電子の状態方程式は  $p \propto \rho^{4/3}$  となる。この結果もやはり温度に依存しないが、しかし圧力の密度依存性が  $p \propto \rho^{5/3}$  から  $p \propto \rho^{4/3}$  に変わったこ

とは重大な意味をもつ。アンダーソンおよびエドマント・ストナー (Edmund Stoner) [77] は、その結果として、太陽程度よりも大きい質量をもつ縮退星の平衡状態は存在しない、ということに気づいた。この問題の最も有名な解析はチャンドラセカールによるもので、彼は研究員となるため 1930 年ケンブリッジ大学トリニティ・カレッジに到着する前にこの問題に取り組み始めた。ワリ (Wali) の伝記 [78]によれば、19 歳の少年チャンドラセカールはボンベイからロンドンへ向かう客船ロイド・トリエスティーノ号の上で重要な結果を導いたのだという。彼は、相対論的極限では安定な白色矮星の質量には上限がある、という重大な結果を得たのだった。この上限は典型的な恒星物質に対して  $M_{\text{ch}} = 1.46 M_{\odot}$  である。この質量  $M_{\text{ch}}$  は、普遍定数のみによって決まり、チャンドラセカール質量 [79] と呼ばれる。この不安定性の原因は、相対論的極限では、星の内部熱エネルギー  $U_{\text{th}}$  と重力ポテンシャルエネルギー  $U_{\text{grav}}$  が両方とも半径に同じように依存する ( $U_{\text{th}} = 1/2 U_{\text{grav}} \propto R^{-1}$ ) ことにある。重力ポテンシャルエネルギーは  $M^2$  に比例するのに対し、内部エネルギーは  $M$  に比例する。したがって、質量が十分に大きい星では重力エネルギーの項が優勢になり、崩壊をもたらす。この崩壊は縮退気体の圧力によって止めることはできない。なぜなら 2 種のエネルギーは同じように半径に依存するからである。結論として、 $M_{\text{ch}}$  より大きい質量の縮退星が極度の高密度状態へ崩壊する（そしておそらく完全な重力崩壊を遂げる）のを妨げるものは何もない、ということになる。この結論にエディントンは猛烈な異議を唱え、チャンドラセカールとの有名な論争に発展した [80]。エディントンにとって完全な重力崩壊という考えは受け入れ難いもので、彼は、何か未知の物理過程があって、それが起こるのを妨げるに違いないと考えた。

これとはまったく独立に、ランダウ (L. D. Landau) [81] は 1932 年、特異点への重力崩壊は深刻にとらえるべき問題であるとの結論に達した。また 1938 年、ロバート・オッペンハイマー (Robert Oppenheimer) とハートランド・スナイダー (Hartland Snyder) [82] は、無圧力の球体の重力崩壊の最終段階について、一般相対論的な解析を初めて行なった。彼らの論文には、今日“ブラックホール”と呼ばれる天体の重要な特徴の多くが述べられている。

### 3.6 超新星と中性子星

中性子星は 1932 年にチャドウィック [58] によって発見され、すぐに原子核は中性子と陽子から成るというモデル（どうやって原子核が団結を保っているかは解決すべき問題として残っていたが）が採用された。中性子星の可能性を最初に指摘した言葉は、ヴァルター・バーデ (Walter Baade) とフリッツ・ツヴィッキー (Fritz Zwicky) [83] の 1934 年の論文の有名な“追加コメント”に現われる。2人はこの年、彼らが“超-新星”と名づけた天体のエネルギー収支を論じる 2 つの論文を発表した。

その前の十年間で、従来“白い星雲”と呼ばれていたものが実はこの銀河系の外にあるという見方が地歩を固めてきた。その間の論争に登場した天体の中に、明るさが急激に増加してその後しだいに暗くなる星、すなわち“新星”があった。見かけはこのタイプと思える現象がいくつか、近くの銀河でも観測されていた。バーデとツヴィッキーはその論文で、ひとまとめに新星と呼ばれているものには、次の 2 つのタイプがある、と提唱した。すなわち、比較的ありふれた現象である普通の新星と、非常に希だが莫大なエネルギーを出す“超-新星”的 2 種類である。彼らは、1572 年のティコの超新星と、1885 年にアンドロメダ大星雲で観測された明るい“新星”を、2 番目の種類に属する激烈な大爆発の例として挙げた。彼らの推定によれば、このような現象の起こる頻度は 1 つの銀河で千年に 1 回程度だが、ひとたび起これば、その元になった星の質量エネルギーのかなりの部分に相当する、莫大なエネルギーが放出されると考えられた。彼らは第 2 の論文で、このような現象はヴィクトル・ヘス (Victor Hess) [84] が 1912 年に発見した宇宙線粒子の源かも知れないと示唆した。彼らは第 2 論文の補遺に次のように書いた。

絶対正しいと言う保証があるわけではないが、超-新星は普通の星の“中性子星”（主に中性子から成る星）への変化の現れである、という見方をわれわれは提案したい。そのような星は半径が非常に小さく、きわめて高い密度をもつだろう。中性子は、普通の原子核や電子よりもずっと密に詰め込むことができるから，“冷たい”中性子星における“重力充填”エネルギーは非常に大きくなることができ、ある種の状況下では、通常の原子核の充填率をはるかに超えるかも知れない。したがって中性子星は、物質として最も安定な形を表すものであろう。

このような考え方がどのように受け入れられたかは、ツヴィッキー自身に語ってもらうのが一番よいので、彼が 1968 年に出版した『コンパクト銀河・爆発後銀河精選カタログ』(Catalogue of Selected Compact Galaxies and of Post-Eruptive Galaxies) [85] の一風変わった序文から引用しよう。

1934 年 1 月 19 日のロサンゼルスタイムズ誌に載った、『道楽博士と科学に強くなろう』という題の漫画の中に、私が述べたとされる言葉の引用として「宇宙線の原因是、星が爆発して 1 億個の太陽に等しい炎で燃えて、直径 50 万マイルから縮んで 14 マイルの小さな球になることだ」とスイスの物理学者フリッツ・ツヴィッキー教授が語る」とあった。これは、自慢するわけではないが、科学に関してなされた最も簡潔な、しかも三重の予言である。この言葉がすべての点で正しいと証明されるまでに 30 年以上を要した。

実際、超新星爆発で中性子星が形成されるという考えは、1967 年のパルサーの発見

[86]によって、正しさが証明されたのである。

さてその間、ガモフ [87] は1937年に、中性子気体が原子核と電子の気体よりもはるかに高い密度まで圧縮できることを示し、この種の星の密度はおそらく  $10^{17}$  kg/m<sup>3</sup> 程度になるだろうと推定した。中性子星の最大質量の問題は1938年にランダウ [88] によって、また翌年オッペンハイマーとジョージ・ウォルコフ (George Volkoff) [89] によってずっと詳細に論じられた。彼らが得た結果は、白色矮星の質量の上限に対する表式とそれほど異なるものではない。物理的内容は、中性子の縮退圧が星を支えること以外は、白色矮星の場合と同じである。ただ、中性子の詳しい状態方程式を考慮に入れる必要があるのと、一般相対論の効果がもはや無視できないため、話は少し複雑になる。彼らは質量の上限として約  $0.7M_{\odot}$  という値を得た。この結果は、現在の最善の推定 (ほぼ  $2 \sim 3M_{\odot}$  の間にある) とそう大きく異なるものではない。この事態は白色矮星の場合よりもずっと深刻である。中性子星はきわめて高密度なので、一般相対論はもはや小さい補正ではなく、星の安定性にとって中心的な役割を果たす。典型的な場合、中性子星に対する一般相対論的パラメーターは、 $2GM/Rc^2 \sim 0.3$  なので、その半径は同質量のブラックホールのシュヴァルツシルト半径のたった3倍しかない。

この研究は、多少の理論的興味を引き起こしたが、観測家からの反響はほとんどなかった。典型的な中性子星の半径は10km程度と予想され、そんなちっぽけな星の熱放射から、統計的に有意な信号が検出される見込みはなかったのである。それでも、第二次世界大戦後の高エネルギー天体物理学の発展で主導的な役割を演じることになる天体の多くが、すでに文献上ではちゃんと出そろっていたのである。当時の天文学者がこれらの天体についてできることはほとんどなかったにしても…。

## 第2部 宇宙の大規模構造の認識：1900-39年

### 4 銀河系の構造

18世紀の中頃までには、エマヌエル・スウェデンボルグ (Emanuel Swedenborg)、トマス・ライト (Thomas Wright)、イマヌエル・カント (Immanuel Kant)、ジーン・ランベルト (Jean Lambert)などの哲学者が、星々は島宇宙として集団化して宇宙に存在していて、天の川はそのような島宇宙の1つを内側から見ているものであるという考えを持っていた。だが、哲学者たちの唱えたこの考えにはほとんど物理的根拠がなく、当時の天文学者はあまり本気で取り合おうとしなかった。だが、18世紀の末になると、ウィリアム・ハーシェル (William Herschel) が銀河系の構

造を観測で調べる試みを始めた。ハーシェルはいろいろな方向での星の数を数え、すべての星が本来同じ光度を持つと仮定して、彼の有名な銀河系の構造の図を導き出した。そこには直径が厚みの約5倍の円盤状に星が分布している銀河系の姿が描かれている [90]。ハーシェルの解析の弱点は天体の距離を求める妥当な方法が無かったことにある。

銀河系の中の星々の分布の様子とそのスケールを調べるために、ヤコブス・カプタイン (Jacobus Kapteyn) [91] は、1906年に全天で206個の選択天域を定め、その中の星々の数と固有運動をきちんと測るという計画を立てた。恒星の計数には、恒星の本来の光度に大きなばらつきがあるという問題があることがすでにその頃までには知られていた。従って、恒星計数の結果を正しく解釈するには、典型的な領域に含まれる恒星の本来の明るさの分布を知る必要がある。この分布のことを恒星光度関数と呼ぶ。1920年までには、カプタインとピーター・ファン・リーン (Pieter J. van Rhijn) [92] は、光度関数を平均絶対等級  $M = -7.7$ 、半値幅数等級のガウス分布で近似できることに気づいた。この光度関数が銀河系のすべての領域で成り立つと仮定して、カプタイン [93] は銀河系の厚みが1500パーセクしかないので、直径はその8倍もあるたいへん薄い円盤構造をしていることを発見した (図5)。

この頃、ハーロー・シャプリーは銀河系の構造を別の方法で決めようとしていた。当時ハーヴィード天文台ではヘンリエッタ・リーヴィット (Henrietta S. Leavitt) がマゼラン星雲中の変光星を探す仕事を任せていた。マゼラン星雲の天体を研究するのは、大きな利点があるからである。それは、個々の天体の本当の距離の値はわからなくても、マゼラン星雲中の天体がわれわれからほぼ同じ距離にあり、個々の天体の光度を相対的に測ることができると仮定することには、あまり問題がないと思えるからである。リーヴィットがマゼラン星雲に発見した1777個の変光星の中には、特徴的な周期的変光を示すケフェイド型変光星がいくつかあった。1912年の彼女の論文では、25個のケフェイド型変光星の周期と見かけの光度が報告され、周期-光度関係が初めて紹介された [94] (図6)。

ケフェイド型変光星は本質的に明るい天体であり、特徴的な変光曲線を示すことから、比較的遠い恒星系でも見つけることができる。このため、リーヴィットの発見は天体の距離を測る有力な手段を天文学者に与えることになった。周期-光度関係の目盛りを近くにあるケフェイド型変光星を使って一旦較正することができさえすれば、ケフェイドの変光周期から絶対光度を求めることができ、みかけの等級と比べることでその距離を測ることができるわけである。この手法はヘルツシュブルング [95] が1913年に初めて使い、小マゼラン星雲の距離を3万光年と求めた。この値は當時知られていた天体の距離としては最大のものであったが、現在の正しい値とされている値の5分の1の値であった。

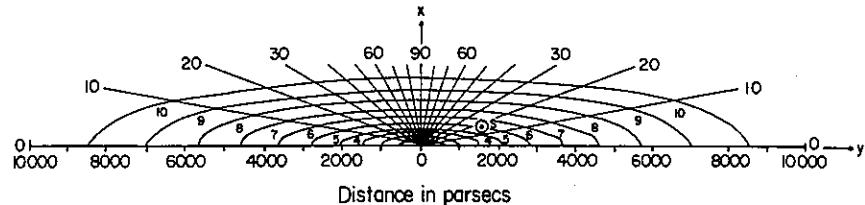


図 5 銀河系内の星の分布を示したカプタインのモデル[93]。この図は銀河面に垂直な面における星の分布を示している。曲線は星の数密度が一定な場所を表していて、その間隔は対数的に等間隔になっている。Sと書かれた太陽は銀河系の中心から少しずれた位置にある。[横軸はパーセクで測った距離]

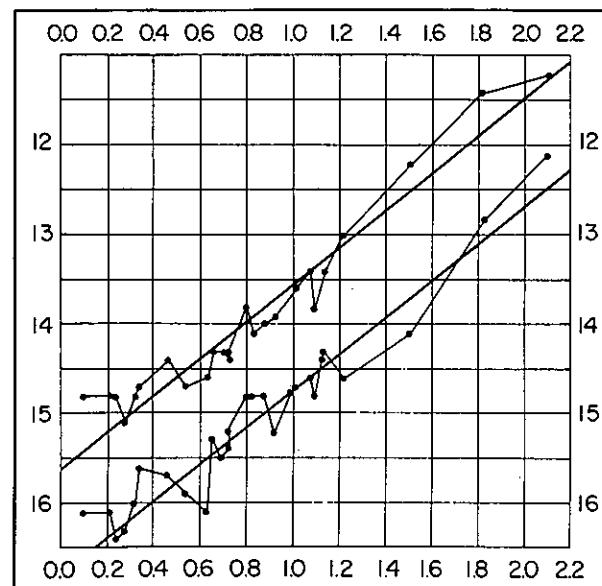


図 6 リーヴィットが発見した小マゼラン星雲中の 25 個のケフェイド型変光星に対する光度-周期関係 [94]。横軸はケフェイドの変光周期日数の対数、縦軸は見かけの等級である。上の曲線は各ケフェイドの最大光度、下は最小光度のデータを示す。

球状星団の分布を調べれば銀河系全体の構造がわかるはずだと、シャプリーは 1918 年までには考えるようになった。球状星団は一般に「星雲」の仲間とみなされることがあったが、明らかに多数の個々の星々の集団である。天の川の他の天体とは異なり、球状星団は銀緯の高いところにも存在する。球状星団にはケフェイド型変光星が見つかっていたし、ケフェイドから求めた距離は巨星や他の目安となる天体から推定した距離ともまったく矛盾しない値であった。こうして求めた球状星団の分布はとてつもなく大きく広がっており、なによりその分布が太陽系を中心とす

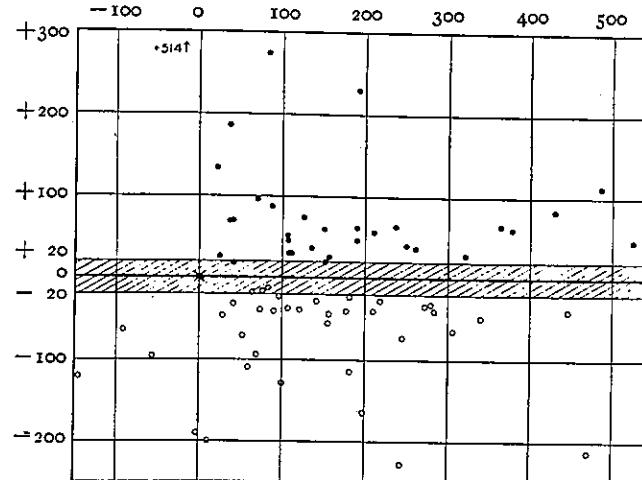


図 7 シャブリーの距離測定による銀河系の中の球状星団の分布[96]。座標は銀河中心方向(横軸)と銀河面に垂直な方向(縦軸)に沿って 1000 光年単位で示す。太陽は銀河系の中心には位置していない。

るのではなく、いて座の方向に集中しているということがわかった。シャブリー[96]は球状星団の距離を 1 つ 1 つ図に書き込んでゆき、太陽系が球状星団系の縁に位置することを発見した(図 7)。シャブリーは銀河系中心の距離をおよそ 5 万光年と推定したが、当時は星間吸収の効果がよくわかっていないため、この値は実際より大きな値となってしまった。シャブリーの銀河系像は太陽系を中心とするカプタインの銀河系像とはまったく異なるものであった。シャブリーはカプタインの研究は銀河系の太陽系の近くのみを調べたものに過ぎないと言った。

## 5 大 論 争

このような見解の違いは有名な「大論争」[97]に発展することになった。争点となる問題は 2 つあった。第一は銀河系の構造と大きさの解釈、第二は渦巻星雲の解釈であった。第一の問題は、直径 30 万光年に及ぶ大きさを持ち、太陽系はその縁にあるというシャブリーの銀河系モデルと、直径 3 万光年の大さで太陽系がその中心にあるカプタインのモデルとの対立であった。

第二の問題は、渦巻星雲が「島宇宙」なのか、われわれの銀河系内の天体なのかという問題であった。星雲を系統的にカタログに登録してゆく仕事は、ウィリアム・ハーシェルが始め、その息子のジョン・ハーシェル(John Herschel)が引き継いだ。ジョンは 1864 年に 5079 個の星雲を記載した『星雲の一般カタログ』(General Cata-

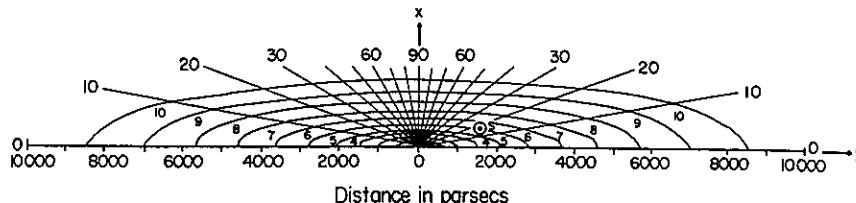


図 5 銀河系内の星の分布を示したカプタインのモデル[93]。この図は銀河面に垂直な面における星の分布を示している。曲線は星の数密度が一定な場所を表していて、その間隔は対的に等間隔になっている。Sと書かれた太陽は銀河系の中心から少しずれた位置にある。[横軸はパーセクで測った距離]

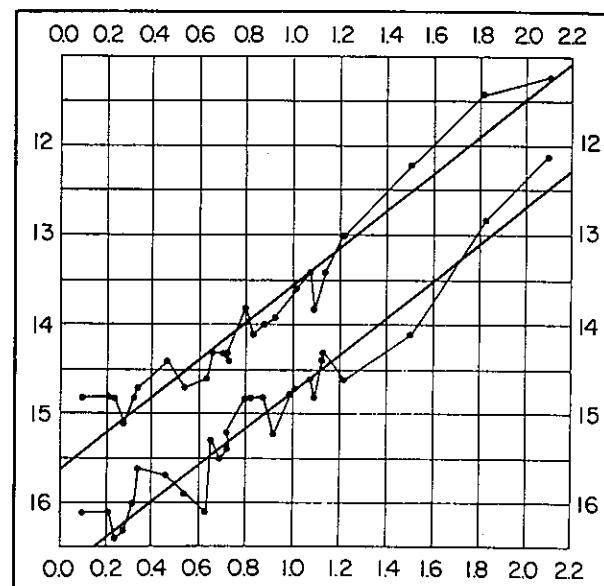


図 6 リーヴィットが発見した小マゼラン星雲中の 25 個のケフェイド型変光星に対する光度-周期関係 [94]。横軸はケフェイドの変光周期日数の対数、縦軸は見かけの等級である。上の曲線は各ケフェイドの最大光度、下は最小光度のデータを示す。

球状星団の分布を調べれば銀河系全体の構造がわかるはずだと、シャブリーは1918年までには考えるようになった。球状星団は一般に「星雲」の仲間とみなされることがあったが、明らかに多数の個々の星々の集団である。天の川の他の天体とは異なり、球状星団は銀緯の高いところにも存在する。球状星団にはケフェイド型変光星が見つかっていたし、ケフェイドから求めた距離は巨星や他の目安となる天体から推定した距離ともまったく矛盾しない値であった。こうして求めた球状星団の分布はとてもなく大きく広がっており、なによりその分布が太陽系を中心とす

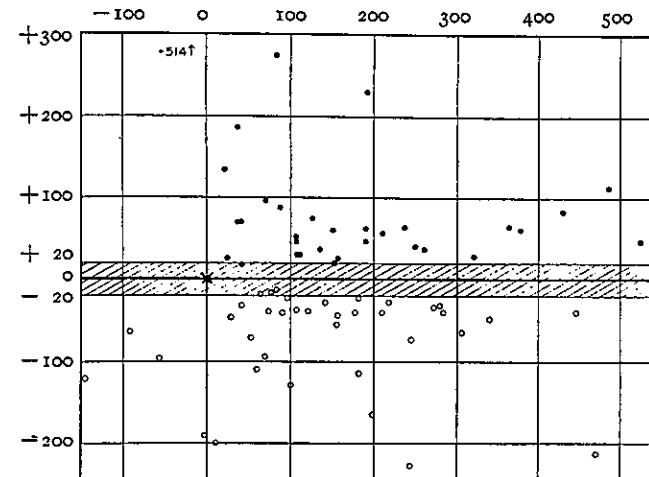


図 7 シャブリーの距離測定による銀河系の中の球状星団の分布[96]。座標は銀河中心方向(横軸)と銀河面に垂直な方向(縦軸)に沿って 1000 光年単位で示す。太陽は銀河系の中心には位置していない。

るのでなく、いて座の方向に集中しているということがわかった。シャブリー[96]は球状星団の距離を 1 つ 1 つ図に書き込んでゆき、太陽系が球状星団系の縁に位置することを発見した(図 7)。シャブリーは銀河系中心の距離をおよそ 5 万光年と推定したが、当時は星間吸収の効果がよくわかっていないため、この値は実際より大きな値となった。シャブリーの銀河系像は太陽系を中心とするカプタインの銀河系像とはまったく異なるものであった。シャブリーはカプタインの研究は銀河系の太陽系の近くのみを調べたものに過ぎないと言った。

## 5 大 論 爭

このような見解の違いは有名な「大論争」[97]に発展することになった。争点となる問題は 2 つあった。第一は銀河系の構造と大きさの解釈、第二は渦巻星雲の解釈であった。第一の問題は、直径 30 万光年に及ぶ大きさを持ち、太陽系はその縁にあるというシャブリーの銀河系モデルと、直径 3 万光年の大さで太陽系がその中心にあるカプタインのモデルとの対立であった。

第二の問題は、渦巻星雲が「島宇宙」なのか、われわれの銀河系内の天体なのかという問題であった。星雲を系統的にカタログに登録してゆく仕事は、ウィリアム・ハーシェルが始め、その息子のジョン・ハーシェル(John Herschel)が引き継いだ。ジョンは 1864 年に 5079 個の星雲を記載した『星雲の一般カタログ』(General Cata-

logue of Nebulae) [98] を出版したが、このうち 449 個以外はすべてハーシェル父子が発見したものであった。その後、1888 年にドレイヤー (J. L. E. Dreyer) が出版した『星雲と星団の新一般カタログ』(New General Catalogue of Nebulae and Clusters of Stars) [99] に記載された天体の多くはすでに、このカタログに含まれていた。ドレイヤーは NGC カタログに『索引カタログ』(Index Catalogue) [100] として知られる 2 つのカタログを追加した。これらのすべてのカタログに含まれた星雲はおよそ 15,000 個に及んだ。明るい星雲のカタログ化は 1908 年には完成したが、それぞれの距離がわからぬいためその正体は不明なままであった。ウィリアム・ハギンス (William Huggins) とウィリアム・ミラー (William Miller) [101] は、分光観測を初めて行ない、星雲の中にはそのスペクトルに強い輝線が見られることから、熱いガスの雲であることが明確に示されるものがあることを指摘した。だが、他の「白い星雲」の正体はわからないままであった。

1917 年、ジョージ・リッチャー (George W. Ritchey) [102] は偶然、渦巻星雲 NGC6946 に新星が出現したのを発見した。この発見に触発されて、他にも渦巻星雲の中に新星が現れていないか、主要な天文台の過去の乾板が調べられた。ヘーバー・カーチス (Heber D. Curtis) とシャプリー [103] は他にもいくつかの新星を発見し、1917 年末までには 7 つの渦巻星雲の中で合計 11 個の新星が見つかった。そのうちの 4 つはアンドロメダ大星雲で見つかったものであった。銀河系の新星はみかけの等級が極大時で普通 5.5 等くらいなのに対し、これらの新星の極大光度はおよそ 10 等ほど暗いことを、カーチスは指摘した。したがって、これらの新星が同じ種類の天体ならば、銀河系の新星にくらべて渦巻星雲の新星は平均して約 100 倍遠くにあることになる。シャプリーも、アンドロメダ大星雲の距離は近くの新星の 50 倍、つまりおよそ 100 万光年の距離、にあるというほぼ同じ結論に達した。

だが、大きな問題が 2 つあった。1 つは、アンドロメダ大星雲に 1885 年に見つかった新星がアンドロメダ大星雲の距離推定に用いられた他の新星に比べて 6 等ほど明るいということだった。もし、アンドロメダ大星雲が本当に 100 万光年の距離にあるとすると、1885 年の新星は普通の新星より 100 倍以上明るいものとなる。もし、1885 年の新星が普通の新星ならアンドロメダ大星雲の距離は 10 分の 1 になってしまう。2 つめは、アドリアン・ファン・マーネン (Adriaan van Maanen) [104] が測定した M31 と M33 の明るい渦巻腕の固有運動の値からすると、100 万光年の距離では腕の運動速度が光速に匹敵するものになってしまうという問題であった。

これが、1920 年 4 月 20 日にワシントンの国立科学アカデミーで行なわれたシャプリーとカーチスの大論争 [105] の背景であった。シャプリーは「銀河系宇宙の大きさ」は、球状星団系の広がりの大きさ、つまり 10 万光年であるとした。シャプリーはファン・マーネンの渦巻星雲の腕の固有運動の測定結果から、渦巻星雲は銀河

系のハローに存在する天体であるとした。渦巻星雲の表面輝度が銀河面の太陽近傍の面輝度よりもずっと明るいため、渦巻星雲はわれわれの銀河系と同じような天体とは考えにくいと指摘した。もし、シャプリーの言うように銀河系が大きいとしたら、たとえアンドロメダ大星雲の距離が 100 万光年だとしても、われわれの銀河系の大きさは普通の渦巻星雲よりもずっと大きいものとなるので、銀河系が宇宙の中でユニークな存在であるということには異論の余地がないということになる。

カーチスはカプタインの統計的研究から導かれた小さい銀河系のモデルを採用し、島宇宙の考え方を述べた。彼はファン・マーネンの報告した星雲の渦巻腕の固有運動の測定は何かの間違いであろうとコメントし、新星を距離の目安とすることをより重要視した。ファン・マーネンの結果は、カーチスの予想どおり、後に正しくないことが実証された。

大論争で見過ごされていた最も重大な問題は、星間吸収効果を無視したことにあるが、このことはシャプリーの解析とカプタインの解析には異なる影響をもたらした。銀河面に存在する星間塵が光を吸収し散乱するため、天の川の領域には渦巻星雲が見られない。われわれの銀河系の中心部は、実は渦巻星雲の表面輝度とほぼ同じ明るさを持っているのだが、星間吸収のため可視光では銀河系中心部を直接見ることができない。

2 つの銀河系像の違いがいったいなぜ生じたのかが、しだいにわかってきた。1917 年から 1919 年の間に、スウェーデンの天文学者クヌート・ルンドマーク (Knut Lundmark) [106] はアンドロメダ大星雲に 22 個の新星を発見し、これらの新星が銀河系の新星と同じだとすると、アンドロメダ大星雲の距離が 65 万光年となることを導いた。ルンドマークは新星に 2 つの種類があることを見抜いた。アンドロメダ大星雲の距離推定に用いた「下級新星」に対して、1885 年の新星は「上級新星」とした。上級新星は後に 1930 年代になってバーテとツヴィッキーが超新星と名づけた。1921 年に、ルンドマークは M33 の渦巻腕といいくつかの明るい星のスペクトルを調べた。ルンドマークは 1921 年に次のように書いている [107]。

渦巻腕にあるいくつかの天体は星雲のスペクトルを示すが、渦巻星雲のほとんどの天体は輝線のない連続スペクトルを示す。スペクトルの様子からは、渦巻星雲は普通の星や星団に星雲物質 (つまりガス) が混ざっているように思われる。

渦巻星雲が銀河系外天体であるという決定的な証明は、1925 年にエド温イ・ハップル (Edwin P. Hubble) [108] によりなされた。ハップルはケフェイド型変光星を M33 に 22 個と M31 に 12 個発見したが、これらのケフェイドにはマゼラン星雲のケフェイドとそっくりな周期-光度関係があったのである。この関係からハップルは、M31 も M33 も 28 万 5 千光年の距離にあることをかなりの確度で求めたので

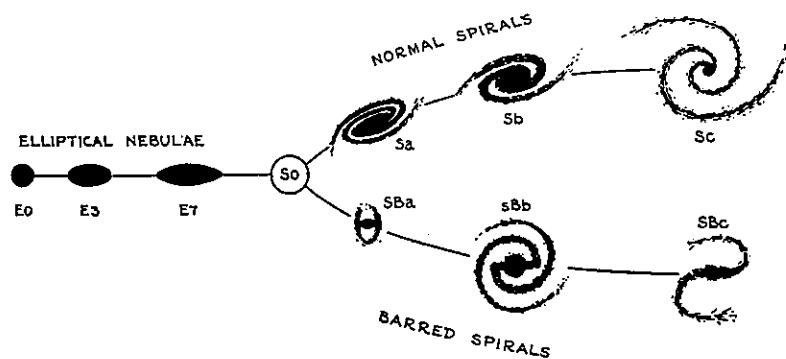


図 8 星雲の形の系列を描いたハッブルの音叉型分類図。自著『星雲の世界』(The Realm of the Nebulae) [110] でハッブル自身はこう述べている。「この図は分類を概念的に表現したものである。2つの渦巻星雲の系列の混合型ともいべき星雲もいくつかある。分岐点にある S0 型というのはどちらかといえば仮想的な存在である。E7 型から SBa 型への移行は連続的であるが、E7 と Sa の間に相当する銀河の例は見つかっていない」。

S0 型銀河は後に近傍の銀河の写真サーベイで見つかり、渦巻構造のない円盤型銀河に中心パルジがあるものかもしれないと考えられた。【楕円銀河（左）、通常の渦巻型銀河（右上）、棒渦巻型銀河（右下）】

ある。この距離はシャプリーがわれわれの銀河系の大きさとして求めた値よりはるかに大きな値であった。

渦巻銀河が銀河系外天体であることは、こうして確実なこととなった。ハッブルはすぐに渦巻銀河を使って宇宙の大規模構造を調べ始めた。宇宙論的問題に対して天文學的観測で答えを出すことができるということをハッブルは認識した。次の年の 1926 年、ハッブルは銀河の大規模な研究成果を発表した [109]。この論文の中でハッブルは、楕円銀河、渦巻銀河、棒渦巻銀河、不規則銀河を区別した有名な銀河の分類体系を発表した。彼はこの分類体系を「音叉型」の图形 [110] (図 8) で表し、この系列は図の左側にある球型の楕円銀河から右側にある渦巻銀河へと銀河が進化する様子を表していると解釈した。この解釈はまったく正しくないことが後にわかったが、「早期型」とか「晚期型」という用語は今でも使われている。

宇宙論においてもっと重要な意義があったのは、ある特定のみかけの等級より明るい銀河の数を数えることにより、宇宙における銀河の分布の一様性について検証できること、ハッブルが認識していたことであった。銀河が宇宙空間に一様に分布しているとすると、みかけの等級  $m$  よりも明るい銀河の数  $N$  は、 $\log N = 0.6m + (\text{定数})$  と書けるはずである。ハッブルの銀河計数はみかけの等級で 16.7 等級にまで達しており、一様分布の場合に予測されるとおりに、みかけの等級が暗くなるほど数が増えるという結果であった。

## エド温・パウェル・ハッブル

(アメリカ, 1889-1953)

ハッブル (Edwin Powell Hubble) の天文學への興味はシカゴ大学でショージ・エラリー・ヘールの研究に接したことで触発されたが、ロード奨学金を獲得してオックスフォード大学に学んだ 1910-12 年の間は法学を専攻した。大学時代には運動選手としてかずかずの賞を得、フランスのチャンピオン、ジョルジュ・シャルパンティエ (Georges Charpentier) とヘビー級ボクシングの試合をした。米国に帰国すると法律の道に進むのをやめ、ヤーキス天文台の副天文学者の職を得た。観測者としてのハッブルの素晴らしい能力に着目したヘールはウイルソン山天文台に天文学者としての職を用意したが、ハッブルがその職についたのは 1919 年に米国陸軍軍人としてドイツ占領軍から帰還したことであった。

ハッブルは観測の経験が豊富でアンドロメダ大星雲にケフェイドを発見し、1925 年にはアンドロメダ大星雲の距離を決定することに成功した。この観測は渦巻星雲が銀河系外天体であるとの決定的な証拠となった。1926 年には、ハッブルはすべての型の銀河の性質に関する大規模な調査研究の結果を発表した。この中には宇宙の平均密度の推定値の導出とアインシュタインの定常宇宙モデルにおけるその値の意味が論じられている。1929 年には、ハッブルはわれわれの銀河系から 2Mpc 以内にある銀河の速度-距離関係を発見した。これら輝かしい発見とそれ以後の成果は 1936 年のハッブルの著書『星雲の世界』(The Realm of the Nebulae) にまとめられている。

第二次世界大戦の間、ハッブルは弾道学の研究を指揮し、メリーランド州のアバディーン実験場の超音速風洞実験の所長を勤めた。戦後、彼はパロマー山の 200 インチ望遠鏡の立ち上げに尽力し、1949 年に最初の観測者となった。銀河天文學と観測的宇宙論の父として、ハッブルは物理的直感を働かせ、自分の観測テーマをよく絞り込むことで、すばらしい発見に至ったのであった。



ハッブルは次に銀河の典型的な質量を求め、これから宇宙の平均密度を求めた。彼が得た値は  $\rho = 1.5 \times 10^{-28} \text{ kg m}^{-3}$  であった。アインシュタイン (Einstein) の定常宇宙モデル [109] を仮定して、宇宙の曲率半径は 27,000 Mpc であり、閉じた宇宙に含まれる銀河の数は  $3.5 \times 10^{15}$  個であると推算した。論文の最後で、100 インチ望遠鏡で観測できるのは、典型的な銀河なら宇宙の半径の 600 分の 1 までの距離にあるものに限られ、M31 のような明るい銀河でもその数倍の距離までにしか過ぎないことを指摘し、論文を次のように締めくくった。

…望遠鏡を大きくし、乾板の感度を向上させれば、アインシュタイン宇宙のかなりの部分まで観測できるようになるかもしれない。

こうして、1926 年には銀河の世界に相対論的宇宙論の考え方を適用する試みが始まったのである。ジョージ・エラリー・ヘールが、1928 年にはパロマー山の 200 インチ望遠鏡の建設資金を調達するキャンペーンを始めたが、このことは皆が待ち望んだものだった。宇宙の遠くの銀河を調べるには、可能な限り巨大な望遠鏡が必要だったからである。天体物理観測では最先端を走っていたアメリカでは、天文台の建設には私的スポンサーを探すのが伝統となっていたが、ヘールはロックフェラー財団から、望遠鏡建設のために 600 万ドルの資金援助をその年のうちに取りつけることに成功した。

## 6 相対論的宇宙論の発展

### 6.1 アインシュタインの時代までの宇宙論 [111]

アイザック・ニュートン (Isaac Newton) は宇宙における物質の分布の大局的な構造を決める要因として、万有引力の逆 2 乗則が重要な役割を果たすことに気づいていた。宇宙論における重力の役割については、ニュートンとリチャード・ベントレー (Richard Bentley) [112] が交わした書簡の中で論じられている。彼らがとくに関心を持ったのは、一様に星が分布する宇宙の安定性の問題であった。万有引力の作用のため、物質は互いに引き合い、合体する傾向を持つはずである。このような引力を解消するため、ニュートンは無限に大きい宇宙を考え、星々が一様に分布していれば、重力による引力が打ち消されてゼロになると考えた。だが、ニュートン自身がよく認識していたように、このような宇宙モデルは力学的に不安定である。もしも、ある星がそのつりあいの位置から少しずれたとすると、引力の作用でその星は、いっそうその方向に動き続けることとなる。ニュートンはそこで、宇宙は完璧にバランスした状態で生まれたと仮定せざるを得なかった。これは未解決の謎として残っていた。

18 世紀の後半、矛盾のない幾何学を構築するにはユークリッドの第 5 の公理 (平行の公理) は必ずしも不可欠ではないと気づいた数学者たちが、非ユークリッド幾何学をはじめに論じるようになった。1829 年刊の『幾何学の原理』の中でニコライ・イヴァノヴィッチ・ロバチェフスキー (Nicolai Ivanovich Lobachevsky) [113] がついに非ユークリッド幾何学が存在することを証明し、ユークリッドの第 5 の公理は他の公理からは演繹できないことを示した。非ユークリッド幾何学を理論的に盤石のものにしたのはガウス (Gauss)、ロバチェフスキー、ボリヤイ (Bolyai) の研究成果であった。彼らの研究を発展させて、可変曲率をもつ  $n$  次元空間に一般化する研究はベルンハルト・リーマン (Bernhard Riemann) [114] が成し遂げた。リーマンの研究は一般相対性理論の発展には欠かせない大きなステップとなった。宇宙空間の曲率を実際に測定しようと試みた研究者もいた。カール・シュヴァルツシルト [115] は、1900 年に空間の曲率半径が 2500 光年以上であることを示した。アインシュタインが一般相対性理論を展開するまでは、宇宙空間の幾何学の問題と宇宙における大規模構造を支配する重力の役割とはまったく別の問題というものが一般的な認識であった。1915 年以降は、この 2 つの問題が切っても切れない関係にあることが明らかとなった。

### 6.2 一般相対論とアインシュタインの宇宙

一般相対性理論の発見のいきさつについては他に譲る [116] として、ここでは述べない。この理論のおそらく最も顕著な発見の 1 つは、太陽のような大質量の天体の近くでは時空が曲がっているため、惑星の軌道の近日点が移動することを正しく説明したことであろう。すでに 1859 年に、ル・ヴェリエ (Le Verrier) [117] は水星の軌道の近日点が、他の惑星による影響を取り除いたとしても、1 世紀あたり 40 秒角ほどの説明不能な動きをしていることを発見していた。アインシュタインは一般相対論により予言される水星の近日点移動量が 1 世紀あたり 43 秒角であることを 1915 年に示した。この値は水星の近日点移動量の最新の測定値と極めてよく一致している。

一般相対性理論によると、大質量天体のそばの曲率を持つ時空を通過する光線は、曲げられることが予測される。相対論に基づく計算では、太陽の縁を通る光の屈折角は 1.75 秒角となる。古典的なニュートン力学では屈折角はその半分程度でしかないはずである。アインシュタインのこの予測に、エディントンとクロムメリエン (Crommelin) [118] が率いた有名な 1919 年の日食観測隊は奮い立った。観測は北アフリカのソブラルと西アフリカのプリンシビ島の 2 隊に分かれて行なわれた。ソブラル隊の測定結果が  $1.98 \pm 0.12$  秒角、プリンシビ隊の測定では  $1.61 \pm 0.3$  秒角とはほぼ一致した値となり、アインシュタインの予言を裏づける結果となった。日食時の

恒星の位置のずれを測る、このような観測は技術的にも困難なものであり、屈折角の正確な値については1970年代に電波干渉系の技術が開発されるまで、論争が続いた。

一般相対性理論は重力場の強いコンパクトな大質量天体から放射された光が重力赤方偏移効果を示すことも予測した。3.5節で述べたように、白色矮星であるシリウスBのスペクトルを注意深く調べたアダムズ[72]は、1925年にスペクトル線が予言どおり赤方偏移していることを確認した。

一般相対性理論が発表された直後の1916年には、ド・ジッター(W. de Sitter)とエーレンフェスト(Ehrenfest)[119]が、ニュートン力学に基づいた宇宙モデルの根本的な欠陥となる無限遠での境界条件の問題を、4次元の球対称時空を導入することで回避することを検討していた。そして1917年に、ニュートン力学の宇宙モデルが抱える欠陥を解決したことで有名な論文がアインシュタインにより発表された[120]。

アインシュタインは一般相対性理論を使って宇宙全体の構造を記述するモデルを表現できることに気づいた。実はアインシュタインがこの問題を検討したきっかけは、一般相対論の中に「マッハの原理」を組み入れようとしたことにあった。マッハの原理とは、局所慣性系は宇宙での物質の大規模な分布により決まるはずであるという考えであった。適切な宇宙モデルを作る上では2つの困難があった。第一の問題は、ニュートン自身も気づいていたように、ニュートンの考えた定常な宇宙モデルは重力の作用で自ら収縮してしまうという不安定性がある、ことであった。第二の問題は無限遠での境界条件のつけ方の問題であった。アインシュタインはこれらの欠陥を解消するために、場の方程式に悪名高い「宇宙項」 $\lambda$ という新しい項を導入することを提案した。ニュートン力学の言葉で表現すると、宇宙項は距離 $r$ に比例して働く仮想的な反発力、 $f = \frac{1}{3}\lambda r$ 、に相当する。重力とは違ってこの宇宙項の力は密度によらないことに注目して欲しい。ゼルドヴィッチ(Y. Zeldovich)[121]はこの項のことを「真空の反発力」と表現した。この反発力の大きさは太陽系程度の規模では無視できるくらいに小さいが、宇宙の大規模構造を考える場合には重要な効果をもたらすものとなる[122]。

アインシュタインは、重力を記述するポアソン方程式に定数項 $\lambda$ を加えた式、 $\nabla f = 4\pi G\rho + \lambda$ 、を仮定することにより宇宙項を導入した。この方程式の右辺は、定常な宇宙の一様密度を $\rho_0$ とする、宇宙項が $\lambda = -4\pi G\rho_0$ を満たすとゼロとなる。つまり、重力ポテンシャル $\phi$ が一定となる定常宇宙の解 $f = -\nabla\phi = 0$ が存在することがわかる。アインシュタインの場の方程式から、この場合には宇宙の空間は閉じていて、その空間曲率半径は $R = c/(4\pi G\rho_0)^{1/2}$ となる。この宇宙モデル解は有限で閉じているため、無限遠での境界条件を心配する必要がない。宇宙の体積は $V = 2\pi^2 R^3$

であり、宇宙にある銀河の数は有限となる。アインシュタインは一般相対論の中にマッハの原理を組み込むのに成功したと思っていた。場の方程式の定常解は宇宙に物質が無い場合には存在し得ないからである。宇宙項は定常で閉じた宇宙を作るには必要だったのである。

このモデルは内部矛盾のない最初の宇宙モデルであったが、宇宙論研究者にとってはなんとも気になる宇宙項の導入という作意の代償として得られたものであつた。アインシュタイン自身もこのことを気にしていて、宇宙項が重力の実際の性質から導かれたものではなく、単に論理的に矛盾のない可能性として考えられるものであることを認めていた。1919年にはアインシュタイン[123]は宇宙項を含む項が、宇宙論の問題とは独立に一般相対論の場の方程式に現れることに気づいた。場の方程式の解の積分定数として $\lambda$ 項が現れるというのである。つまり標準的な一般相対論では0としてしまう積分定数が有限な値を取るという形で宇宙項が現れるのである。

だが、宇宙論研究者ド・ジッター[124]はアインシュタインの $\lambda$ 項について、1919年にこう書いている。

…宇宙項はアインシュタインが打ち立てた一般相対性理論の対称性、優雅さとは、かけはなれた概念である。アインシュタインの理論が魅力的であったのは新しい仮説や根拠の無い定数を導入することなく、多くのことをうまく説明したというところにあるのだから…。

他の研究者は宇宙項を一般相対論の拡張の中で出てきた定数と考え、その値の測定は天文的観測によりなされるであろうと考えた。宇宙項の値がゼロでなければ、さまざまな観測可能な現象が確認できるはずであるが、今のところ納得の行く積極的な証拠はあがっていない[122]。

### 6.3 ド・ジッター、フリードマン、ルメートル

宇宙の相対論的モデルを論じたアインシュタインの最初の論文が発表された年に、ド・ジッター[125]は物質密度が0、つまり $\rho = P = 0$ の場合に対するアインシュタインの場の方程式の解を求めた。この解の宇宙には物質は存在しないが、そこにおかれたりテスラ粒子の測地線は明確に定義できる。ド・ジッターは「このテスラ粒子以外に物質が存在しなかったとしたら、慣性は存在するのだろうか」と自問した。当時、もっぱら議論的となっていたのはマッハの原理や慣性の起源であった。このような研究が天文的観測とどこかでつながるだろうとは、あまり誰も考えていないかった。

1922年にランチヨス(Lanczos)[126]は、ド・ジッターの解をテスラ粒子間の距

離が指数関数的に増大してゆく計量の形式を使って表すことができることを示した。ほぼ同時期に、アレキサンダー・アレクサンドロヴィッチ・フリードマン (Alexander Alexandrovich Friedmann) [127] が、定常宇宙と膨張宇宙に対するモデルを提倡した2編の重要な論文を発表した。この研究は新生ソビエト連邦のレンシングラードで1922-24年の期間になされた。1922年に発表した最初の論文では、フリードマンは閉じた時空に対する膨張宇宙モデルの解の発見を報じた。この一連の解には膨張が極大に達した後、収縮に転じてついには特異点にまで崩壊するという解も含まれていた。1924年に発表した二番目の論文では、双曲面幾何学的な時空を持つ無限の膨張宇宙解が存在することを示した。これらの解は一般相対論の標準宇宙モデルの厳密解であり、「フリードマン宇宙モデル」と呼ばれている。

フリードマンはその偉大な業績の評価が固まる前にチフスを頑い、レンシングラードで1925年に他界した。後にアインシュタイン自身が認めたように誤った内容の論評ではあったが、アインシュタインは1923年にフリードマンの最初の論文について、すでに論評を加えていた [128]。このことを考えると、フリードマンの業績が当初まったく認知されなかったのは不思議である。1927年になってジョージ・ルメートル (Georges Lemaître) がまったく同じ解の存在を独立に発見し、フリードマンの研究に気づいたことにより、初めてフリードマンの先駆的研究の意義が認識されるようになった。ルメートル [129] は、アインシュタインの閉じた定常宇宙解や、ド・ジッターの求めた物質の無い開いた膨張宇宙解のような不自然な解ではなく、もっと自然な新しい厳密解を探していた。

相対論的宇宙論研究者が当時直面していた問題の1つは、それぞれが計算で用いていた時空座標の意味の解釈がばらばらだという問題であった。ド・ジッターの解は見かけ上定常な形式に表現することもできるし、指数関数的に膨張する解として記述することも可能であった。計量の解析から、ド・ジッターは自分の宇宙モデルでは赤方偏移-距離関係が成り立つはずであると主張した。だが、観測できる範囲の宇宙についてその効果が見えるかどうかについては、明確な議論ができなかった。その答えは、ハッブルの有名な銀河の速度-距離関係の発見として、1929年にもたらされた。ハッブルの宇宙膨張則は紛れもない肯定的な結果であり、これ以降の宇宙物理学は観測との比較による検証が可能な学問になったのであった。

#### 6.4 星雲の後退

1917年、ヴェスト・スライファー (Vesto M. Slipher) [130] はローウェル天文台の24インチ望遠鏡で行なった25個の銀河の分光観測の結果をまとめた論文を発表した。これらのスペクトル観測の露出時間は、ものによっては20時間、40時間、80時間にも及ぶものであった。スペクトル吸収線のドップラー効果から測定した銀河

の典型的な速度は約  $570 \text{ km s}^{-1}$  であり、銀河系内の天体の速度よりかなり大きいことを彼は発見した。さらにほとんどの銀河は太陽系から遠ざかる運動をしていること、つまり吸収線の波長が長い(赤い)ほうにずれていたことから、この現象は銀河の赤方偏移と呼ばれるようになった。スライファーはその論文で、

渦巻星雲の赤方偏移は渦巻星雲が互いに拡散しつつあることを示唆している。だが、このことは渦巻星雲が天球上では集団化して分布する傾向が見られるということと矛盾している。

1921年、カール・ヴィルヘルム・ヴィルツ (Carl Wilhelm Wirtz) [131] は渦巻星雲の速度と他の観測量の間に相関関係がないかどうか検討した結果、データを適切に平均化すると

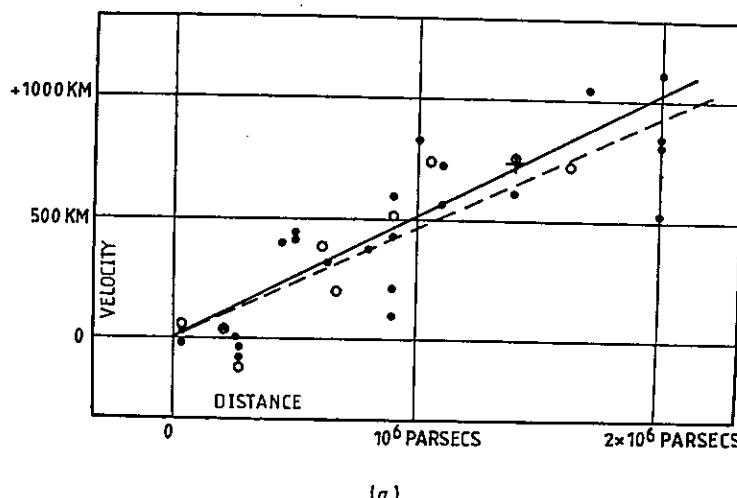
…見かけの等級と速度とがほぼ比例関係にあることが読みとれる。この関係は近傍の銀河がわれわれの銀河系に近づく傾向があるのに対し、遠方の銀河は遠ざかる傾向にあるというものである。等級との関係はわれわれに近い銀河は遠方のものに比べて後退速度が小さいという傾向を示している。

1929年までに、ハッブル [132] は速度の測定データのある24個の銀河について、その距離の推定を行ない、すべてがわれわれの銀河系から  $2 \text{ Mpc}$  以内にあることを確かめた。これらのわずかのデータからハッブルは有名な速度-距離関係を導き出したのである(図9(a))。ハッブルの所期の研究目的が、速度-距離関係を求めることにあったのではなく、渦巻星雲の速度を使って系外銀河に対する地球の局所慣性系の速度を求めようとしたことにあったのは、皮肉な話である。

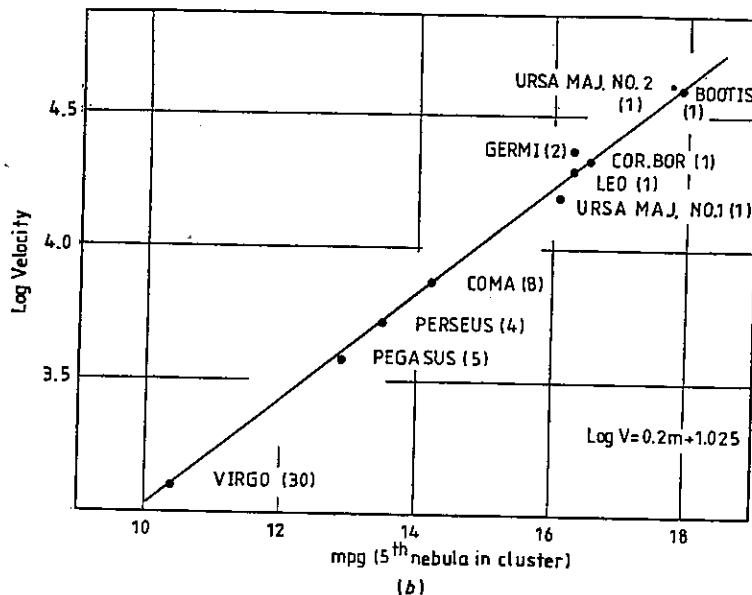
今にして思うと、ハッブルがその当時もっと利用できるデータがあったにもかかわらず、近傍の銀河サンプルだけからそのような赤方偏移-距離関係を発見したのは驚異的さえある。論文中で、ミルトン・ヒューマソン (Milton Humason) がある銀河団で一番明るい銀河 NGC7619 の視線速度を測った結果、 $3910 \text{ km s}^{-1}$  という大きな値を得たことを述べている。この速度測定値が正しければ、この銀河の絶対等級は近傍の銀河団で最も明るい銀河と同等の明るさとなる。

ハッブルはその論文の中に有名な式、 $v = H_0 r$  をあからさまには書かなかったが、「速度-距離関係はド・ジッターの効果の現れかもしれない」と書いた。ド・ジッターは距離に比例してスペクトル線の赤方偏移が増す現象がありうることを示したが、当時は宇宙全体が膨張してこの効果を生じているという考えは、まだまだ共通認識にはなっていなかった。

その後の発展については、1935年にイエール大学でハッブルが行なった一連のシリマン講義にまとめられ、その内容は有名な著書『星雲の世界』(The Realm of the



(a)



(b)

図 9 (a) 近傍の銀河に対してハッブルが初めて求めた速度 (velocity)-距離 (distance, パーセク) 関係の図 [132]。黒丸と実線は個々の渦巻星雲を用いて決めた太陽の運動を示す。白丸と破線は星雲のグループに対して決めた太陽の運動の様子である。(b) 銀河団で 5 番目に明るい銀河のみかけの等級と視線速度の関係。銀河系の吸収効果の補正を施してある [137]。銀河団の速度はその銀河団に属するいくつかの銀河の速度の平均値、平均に用いた銀河の数を括弧内に示す。

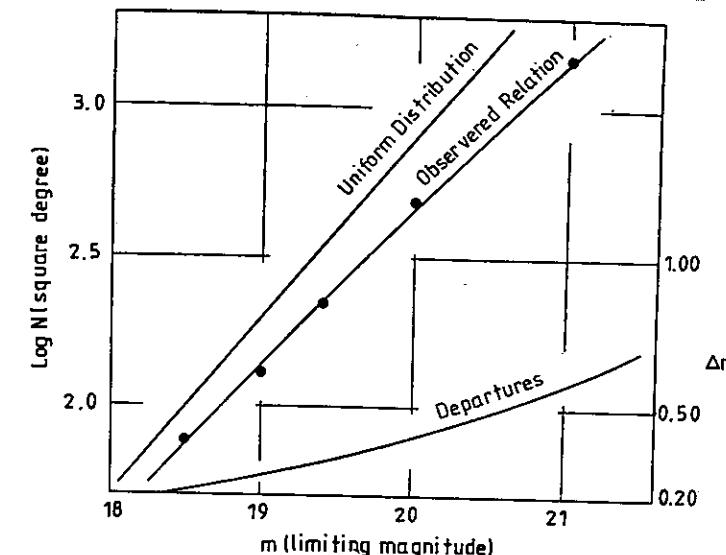


図 10 1936 年にハッブルが発表した暗い銀河の数密度分布 [110]。一様分布 (uniform distribution) と書いた線は、 $\log N(\geq m) = 0.6m + \text{定数}$  の線。黒丸の観測値に合う直線 (observed relation) を示す。図の下部には一様分布と観測値との差 (departures) が示されている。ハッブルはこの差が赤方偏移によるものと解釈した。[縦軸左は平方度、横軸は限界等級]

*Nebulae*) [110] として翌年出版された。ウィルソン山天文台の 100 インチフッカーワークス鏡を使って、より遠くの銀河の視線速度を測る観測はヒューマソンが行なった。1935 年までにヒューマソンはほぼ 150 個の銀河の速度を測ったが、その後退速度の最も大きいものはおとめ座銀河団の 35 倍、光速の約 7 分の 1、秒速 42,000 km にも達した。距離を直接測定することはできなかったが、ハッブルとヒューマソン [133] は銀河団中の銀河の光度分布を表す光度関数がどの銀河用でもかなり一様であることに目をつけ、銀河団中の 5 番目の明るい銀河を距離の目安に使うことにした。その結果得られる赤方偏移-見かけの等級関係は、銀河の速度-距離関係が  $v \propto r$  という比例関係に従うなら、 $\log v = 0.2m + \text{定数}$ 、と表せるはずである。

ハッブルの著書では、100 インチ望遠鏡の能力限界である、みかけの等級で 21 等までの暗い銀河の計数結果についても述べている。18 等級までの銀河の数密度分布は期待どおりの傾き、 $N(< m) = 0.6m + \text{定数}$  を示したが、より暗いレベルでは銀河の数密度はそれほどには増えないことが判明した(図 10)。これほど暗いレベルでは、距離が大きくなり、スペクトルの赤方偏移の効果が利いてくるため、計数結果の解釈にはその効果を正しく考慮する必要があるとハッブルは指摘した。ハッブルはこの計数結果が 100 インチ望遠鏡で観測できる範囲の宇宙が一様であることの証

拠でもあると結論した。著書の最後の数ページで、銀河の数密度が暗いほうで飽和していく現象が宇宙の曲率と関係している可能性についても、ハッブルは考察を加えた。この論文で宇宙が正の曲率を持っているとしたハッブルの結論自体は正しくなかった。観測可能な物理量と銀河の本来の性質を、適切に関係づけるための相対論を用いた研究が完成したのは、実際にはもう少し後のことであった。

### 6.5 ロバートソン-ウォーカー時空

銀河の速度-距離関係の発見は、フリードマン宇宙モデルの研究を進める大きなきっかけとなった。重要なのは宇宙モデルをしっかりとした理論的枠組みに則って打ち立てることであった。場の方程式は任意の座標系について記述することができるので、一般相対論に基づく宇宙モデルで使うべき時間と距離の概念については、まだ若干の混乱があった。特殊相対性理論の原理からは、互いに相対運動する銀河に乗っている観測者は、互いの時計を同期させることができない。1935年までには、この問題はロバートソンとウォーカー [134] により独立に解決された。

1932年、ヘルマン・ワイル (Hermann Weyl) [135] がいわゆる「ワイルの仮説」を発表した。座標系の選び方の任意性を排除する方法として、ワイルはある考えを導入した。それは、ボンディ (Bondi) [136] によると、

「基本体 (substratum) 中の (銀河の集合を表す) 粒子は時空中の (有限もしくは無限の) 過去のある一点から発散される無数の測地線群上に存在する」という考え方である。

この命題の最も重要な点は、銀河の世界線を表す測地線は過去の特異点を例外とすると互いには交わることがないと仮定することである。ボンディが「基本体」と言ったのは、銀河の集団全体の力学を定める仮想的な媒質のこと、一種の流体とみなせるもののことである。ワイルの仮説から導かれるることは、時空の各点を通る測地線は原点を例外とすると、ただ1本しかないということである。この仮説を採用すると、おのとの世界線に仮想的な「基本観測者」を張り付けることができる。これらの観測者の時計は過去の特異点からの「宇宙時刻」を刻むものとなる。標準宇宙モデルの枠組みを完結させるにはもう1つの仮定を設けることが不可欠であった。これは「宇宙論原理」と呼ばれているものであり、われわれの銀河系が宇宙の中で特別な場所にいるわけではないことを断言するものである。われわれの銀河系は宇宙の中でもありふれた場所に位置するものであり、同じ宇宙時刻においては宇宙の大規模な構造はどの基本観測者にとっても同じように見えるであろうという仮定である。このことから、同一の宇宙時刻においてはすべての基本観測者が、同じ速度-距離関係を目撃することになる。第二に、十分大きなスケールで見れば、宇宙

はどの方向でも同じに見え、平均としては宇宙には物質が一様に分布しているはずということになる。ハッブルの銀河分布の計数結果が、 $\log N = 0.6m + \text{定数}$ 、という関係を正確に満たしていることは、宇宙における銀河の分布が一様であることの明確な状況証拠である。

これらの概念を統合して、ロバートソンとウォーカー [134] は、任意の等方的膨張宇宙の計量が次の形式

$$ds^2 = dt^2 - \frac{R^2(t)}{c^2} \left( \frac{dr^2}{(1+Kr^2)} + r^2(d\theta^2 + \sin^2\theta d\phi^2) \right)$$

を持つことを互いに独立に発見した。ここで、 $K = R^{-2}$  は現時点での空間曲率、 $r$  は共動動径座標、 $R(t)$  は2つの世界線の距離が宇宙時刻  $t$  と共に変化する様子を表すスケール因子で現時点での値を1に規格化したものである。この計量は「ロバートソン-ウォーカー計量」と呼ばれている。これは、等方性と一様性の仮定に適うすべての可能な計量の解を含んでいる。これらの解は等方的な曲がった空間の曲率半径を  $R$  として定義される空間曲率  $K = R^{-2}$  の値で表現される。宇宙の力学が一般相対論で記述できると仮定することと、計量の形式とは独立であることをここで強調しておこう。膨張宇宙の物理はスケール因子  $R(t)$  のふるまいの中で表現されるものである。このようにして、一様等方な膨張時空の計量が導かれると、天体の本質的な性質とそれらを観測したときの性質との関係を導くのは比較的単純な仕事となつた。

### 6.6 ミルン-マクレーとアインシュタイン-ド・ジッター

スケール因子  $R(t)$  の解の中でも最も重要なのは、宇宙項を含む解を含めた一般相対論に基づく解である。場の方程式には単純な一般的な閉じた解は存在しない。この問題についてはいろいろな研究がなされた。1934年のミルンとマクレー [137] の研究はこの時期になされた研究のなかでも重要なものであった。確かにニュートン力学では矛盾のない宇宙モデルを構築することができないが、ニュートン力学の單純な概念から宇宙論的モデルの本質を類推することができることを、彼らは示した。重要な点は等方性と一様性の要請が宇宙モデルを構築する上で強力な制限となることである。彼らの議論を単純に再現すると、われわれの銀河系は一様膨張する宇宙の中心にいると仮定できる。ミルンとマクレーは本格的な相対論から導き出されることを示した。彼らのこの研究は極めて重要である。なぜなら、ニュートン力学には境界条件の矛盾が内在するものの、宇宙の大規模構造の研究には十分使えること、とくに空間の曲率半径以下のスケールに対してはニュートン力学で十分でることを示しているからである。

## Scale factor

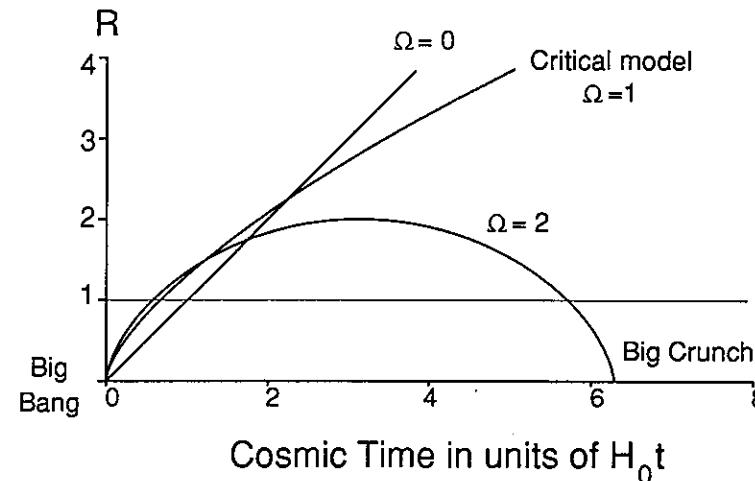


図 11 宇宙項がゼロの標準フリードマン宇宙モデルの膨張の様子。スケール因子  $R(t)$  は現在の値を 1 と規格化している。密度パラメータ  $\Omega=1$  の臨界モデル (critical model) が、再収縮に転じる  $\Omega>1$  のモデルと、永遠に膨張し続ける  $\Omega<1$  のモデルの境目となる。[横軸は規格化した宇宙時間]

1930 年代までには、AINSHUTAIN は場の方程式に宇宙項を含めたことを後悔はじめていた。ジョージ・ガモフ [138] によると、AINSHUTAIN は「宇宙項の導入は我が人生の最大の過ちであった」と述べたそうである。1932 年に、AINSHUTAIN とド・ジッター [139] は、膨張宇宙に対する場の方程式のとくに単純な解がいかによく観測事実と合うかを示した。彼らは宇宙項が 0 となり、空間曲率も 0,  $R=\infty$  となる特殊解があり、これがユークリッド幾何の解に対応することを明らかにした。これは「AINSHUTAIN-ド・ジッター・モデル」と呼ばれる解であり、スケール因子のふるまいは、速度距離関係の比例定数であるハッブル定数を  $H_0$  とし、 $t_0 = \frac{2}{3}H_0^{-1}$  とすると、 $R(t) = (t/t_0)^{2/3}$  という極めて単純な式であらわせる。この宇宙モデルでは現在の密度は  $\rho_0 = 3H_0^2/8\pi G$  となる。AINSHUTAIN-ド・ジッターのモデルは、開いた双曲的時空を持ち永遠に膨張するモデルと閉じた球対称な時空を持ちやがては収縮に転じるモデルのちょうど境目にあるため、「臨界モデル」と呼ばれ、その平均密度は「臨界密度」と呼ばれる(図 11)。AINSHUTAIN とド・ジッターはハッブルの観測値からハッブル定数の値として  $H_0 = 500 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  を  $\rho_0$  の式に代入して、宇宙の平均密度として  $4 \times 10^{-26} \text{ kg m}^{-3}$  という値を得た。ハッブルが実際の観測から導いた値よりもこの値がいくらか大きいことには気づいていたが、彼らは宇宙の平均密度は桁数としてはほぼ臨界密度であり、宇宙には今まで

う「暗黒物質」もかなりあるはずであろうと述べた。

宇宙における暗黒物質の存在の証拠がやがて現れた。1937 年、当時 WILSON 山天文台にいたスイスの天文学者 FRITZ・ツヴィッキー [140] は、北天でも最も大きな銀河団である、かみのけ座の銀河団について最初の詳しい研究を行なった。ツヴィッキーが銀河団の全質量を推定するのに用いた手法は、1916 年にエディントンが星団の質量を求めるのに用いた方法であった。エディントン [141] は、気体運動論で良く知られた手法を使って、星団や銀河団が重力場中で統計的平衡状態にあるときの、集団全体の全内部運動エネルギー  $T$  と全重力ポテンシャルエネルギー  $|U|$  の関係を、記述する「ビリアル定理」を導いた。恒星や銀河の平均 2 乗速度を  $\langle v^2 \rangle$  と書くと、運動エネルギーは  $T = \frac{1}{2}M\langle v^2 \rangle$  となり、星団あるいは銀河団中の質量分布に応じて定義される半径を  $R_{\text{cl}}$  とすると、 $|U| = GM^2/2R_{\text{cl}}$  と書ける。統計的平衡状態にある星団または銀河団について、エディントンは  $T = \frac{1}{2}|U|$  であることを示した。したがって、銀河団が統計平衡状態にあるならば、銀河団の全質量はビリアル定理から、 $M = 2R_{\text{cl}}\langle v^2 \rangle/G$  の関係式で求めることができる。

かみのけ座銀河団のように大きな銀河団では、その中の銀河の分布が銀河団中心からの距離に対して滑らかになっていることから、力学的に統計平衡状態に達しているものと考えられる。このため銀河団の質量をビリアル定理で求めるのはよい近似になる。ツヴィッキーは、かみのけ座の銀河団の銀河の速度分散を測定した 1937 年の論文で、銀河団には個々の銀河の質量の総和よりはるかに大きな質量が含まれていることを発見した。太陽の質量/光度比を単位とすると、われわれの銀河系の質量/光度比はほぼ 3 度である。だが、かみのけ座銀河団についてはこの値は約 500 にも達する。言い換えると、銀河団中には光り輝く天体の約 100 倍に相当する暗黒物質が隠れているということになる。ツヴィッキーの先駆的研究はその後の研究でも裏づけられた。だが、暗黒物質の正体は、観測的宇宙論の重要な課題として未解決のままの状態となっている。

## 6.7 エディントン-ルメートル

AINSHUTAIN 自身が宇宙項を放棄したにもかかわらず、宇宙項に関する議論は終わらなかった。というのも、宇宙項を 0 にした宇宙モデルにはたいへん重大な問題が残されていたからである。かりに  $\lambda=0$  と置くと、宇宙年齢は  $H_0^{-1}$  以下となる。すると、ハッブルの求めた  $H_0 = 500 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  という値からは、宇宙年齢は  $2 \times 10^9$  年以下ということになってしまう。だが、これは半減期の長い放射性元素の存在比から求めた地球の年齢とは矛盾する。地球の年齢に対する現在の最も信頼できる推定値は約  $4.6 \times 10^9$  年である。

エディントンとルメートル [142] は、宇宙項が正の値を持てばこの矛盾を回避す

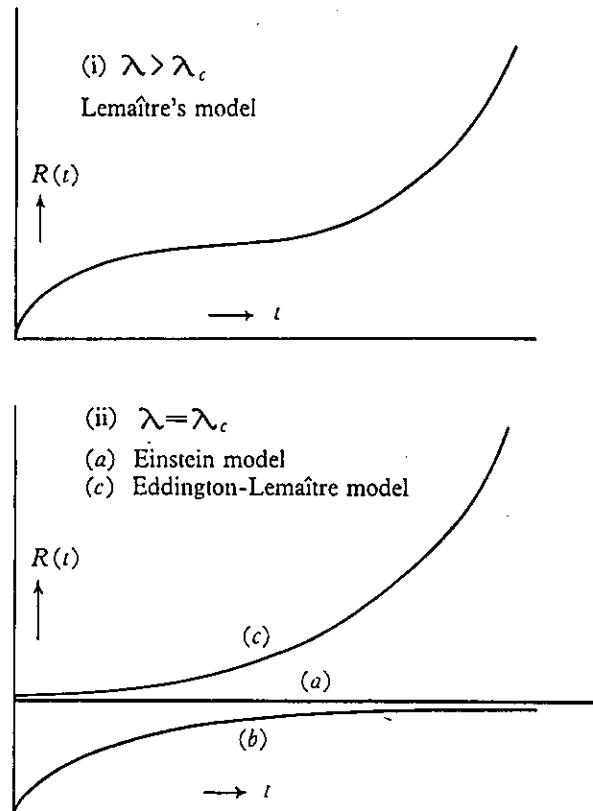


図 12 宇宙項  $\lambda$  がゼロでない宇宙モデルの膨張の様子の例[144]。 (i) 宇宙項が  $\lambda > \lambda_c$  のルメートル・モデル。 (ii)  $\lambda = \lambda_c$  の場合で、(a) アインシュタインの定常モデルは  $R(t)$  が一定である。(c) 無限の過去にはアインシュタインの定常宇宙であったが、宇宙項の効果で膨張し始めるエディントン-ルメートル・モデル。

ることができることに気づいた。宇宙項が正であるということは、宇宙が十分大きくなると、重力に逆らう力が作用するということである。多くの解の中には、宇宙時刻のある期間についてはアインシュタインの定常宇宙にはほぼ相当するとみなせるものがある。例えば、初めのかなり長い期間にわたりアインシュタインの定常宇宙であったものが、ある時から宇宙項が効き始めて膨張を開始したというモデルを想定することもできる。このような「エディントン-ルメートル宇宙モデル」では、宇宙年齢として任意の長い寿命を与えることができる。エディントン[143]が表現したように、宇宙が「対数的に永遠」であるとすると、ハッブルの定数と地球の年齢の矛盾は解決する。エディントン-ルメートル宇宙モデルとそれに類似の別の宇宙モ

デルの様子[144]を図12に示す。

### 6.8 1939年の宇宙論の問題

このようにして、1930年代の末までには、「古典的宇宙論」の基本的问题は明確に認識されるようになった。宇宙論の問題の解明にはフリードマン宇宙モデルのパラメーターを決める必要があった。そして、これこそが200インチ望遠鏡やその後の一連の4メートル級望遠鏡が目指した観測テーマであった。宇宙の構造と進化を規定するパラメーターである以下の量を観測的に決めるというのが研究者の課題であった。そのパラメーターとはハッブル定数  $H_0 = R'/R$ 、減速パラメーター  $q_0 = -R''/R'^2$ 、空間曲率  $\kappa = \Omega_0^{-2}$ 、宇宙の物質の平均密度  $\rho$ 、とくにこの密度が臨界密度  $\rho_0$  より大きいか小さいか、宇宙年齢  $T_0$ 、宇宙項  $\lambda$  である。

これらの量は互いに独立なわけではない。例えば、宇宙項を含むモデルでは「密度パラメーター」を  $\Omega = \rho/\rho_0$  と定義すると

$$\kappa = \Omega^{-2} = \frac{(\Omega - 1) + \frac{1}{3}(\lambda/H_0^2)}{(c/H_0)^2}, \quad q_0 = \frac{\Omega}{2} - \frac{1}{3}\frac{\lambda}{H_0^2}$$

である。宇宙項  $\lambda = 0$  の場合には、宇宙モデルの幾何学とその密度と運動の間には一対一の対応関係が成立する。つまり、 $q_0 = \Omega/2$ 、 $\kappa = \Omega^{-2} = (\Omega - 1)/(c/H_0)^2$  となる。

これらのパラメーターの決定は、観測的天文学の中でも極めて困難な挑戦であることがだいに明らかになってきた。1930年代には楽観的な見通しがあったが、この分野での進歩は思ったほどには急速には進まなかった。その代わりに第二次世界大戦の後になって、電磁波のすべての波長での天体の観測が可能となり、まったく新しい展望が開けてきたのである。

## 第3部 広がる電磁スペクトルの窓

### 7 天文学的視野の変容

1945年以前は天文学すなわち光学天文学を意味した[145]。1949年の200インチ望遠鏡の完成は、第二次大戦直後の天体物理学的観測における米国の優位を強調するものであった。米国の他の大型天文台の多くと同様、200インチ望遠鏡は民間の施設で、所轄する研究機関、すなわちウィルソン山天文台およびワシントンのカーネギー学術協会に所属する天文学者がほぼ独占的に使用した。したがって1950年代初めにおいては、天体物理学や宇宙論のあらゆるタイプの研究にとって世界で最も重要な望遠鏡は、比較的少数の恵まれた天文学者たちの手に握られていたのである。

しかし、天体物理や宇宙論の問題に取り組むための新しい手法の発達によって、天文学の姿はまさに変貌しようとしていたのである。理論家、観測家を問わず、天体物理学者の見方に大きな変化が起きた理由として次の4つを挙げることができよう。

(i) 最も重要な理由は、天文観測に使うことのできる波長帯の拡大であり、これが宇宙のより完全な物理的な記述につながり、また天文学のみならず基礎物理学にとっても重要な、新しい物理現象の発見をもたらした。地球大気の外からの観測が可能になったことで、地上では観測できない遠赤外線、紫外線、X線、ガンマ線などの波長帯が拓かれた。

(ii) すべての波長帯において、望遠鏡、測定器、および検出器の設計・製作技術の目覚しい発達があった。半導体およびコンピューターの革命は、観測と理論の両方の進歩にとってきわめて重要な役割を果たしてきた。

(iii) 天文学・宇宙科学の研究活動が飛躍的に活発になった。少なくともその一翼を担ったのは多くの物理学者の流入であり、彼らは研究対象や専門技術の関連から天体物理学の問題に目を向けるようになった。天体物理学と実験科学の共生のプロセスをとおして天文学に吸収されたのは、理論をふくむ物理学の新しい手法だった。その最も顕著なものは一般相対論や素粒子物理だが、化学、固体物理、プラズマ物理、超伝導といった分野の手段も取り入れられた。活動度の高まりを評価するには、国際天文学連合 (IAU) の会員数が目安になる。IAUは1919年に創立され、プロの天文学者すべてに開かれた団体である [146]。1922年にローマで開催された第1回の総会には、19の加盟国から200人強の参加者がいた。1938年までに、この数は26カ国550人に増加した。第二次世界大戦直後、この数はほぼ同じくらいだったが、1991年にブエノスアイレスで総会が開かれたときには、会員数は56加盟国から6700人ものぼった。

(iv) 天体物理学は巨大科学のひとつになった。最先端の研究を行なうのに必要な望遠鏡は非常に複雑で高価なものとなり、そういう施設を建設・運営するには多くの場合、国際協力が不可欠となる。第二次大戦後、米国においては基礎研究への投資額の劇的な増加が見られた。その主な誘因は、戦時中における純粹科学者たちの大きな貢献と、基礎研究の成果がもたらすのは防衛戦略上必要なもののみならず経済成長の計り知れない可能性である、という認識であった。戦時の経験によつて、優秀な研究者の志向は変わってきた。バーナード・ラヴェル (Bernard Lovell) [147] の言葉を引用すると、彼らが採用した研究方針は、

…戦前の状況から考えられるものとはまったく違っていた。大規模な作戦への関与によって“条件付け”された研究者たちは、戦前なら大学理事会にショックを

与えたような流儀で考え方行動するようになった。これらの事実は、天文学のスケールの大きい発展を左右する重要な要素となった。

天文学者たちは、この基礎科学への投資の波にうまく乗ったが、これらの大型計画は、かつての米国のように民間組織の資金援助に頼るのではなく、国家的あるいは国際的な枠組みの中で実現を図らねばならなかった。

## 7.1 電波天文学 [148]

観測可能な波長帯の拡大は、1933年5月カール・シャンスキー (Karl Jansky) が銀河系からの電波を発見した [149] ときから始まった。ニュージャージー州ホームアルのベル電話研究所で働いていたシャンスキーは、自然に発生する電波雜音の源の正体をつきとめる仕事を命じられていた。今では古典的となった一連の観測(14.6メートル (20.5MHz) という長い波長で行なわれた)で、彼は銀河系からの電波を発見したのだった(図13)。この発見は、無線技術者で熱心なアマチュア天文家、グロート・リーバー (Grote Reber) によって確認された。彼は自作のアンテナと波長1.87メートル (160MHz) 帯の受信システムで銀河面に沿った走査を行ない、その結果を1940年に *Astrophysical Journal* 誌に発表した [150]。シャンスキーとリーバーの観測の比較から、この電波が黒体放射によるものでないことは明らかで、リーバーは制動放射を提唱した。その直後に同じ *Astrophysical Journal* 誌の論文でヘニエイ (L. G. Henyey) とキーナン (P. C. Keenan) [151] は、1.87メートルの電波は温度が10000Kのガスの制動放射かも知れないが、長い波長の方でシャンスキーが観測した電波強度はあまりに大きすぎて制動放射とは考えられない、ということを示した。この否定的な結論を除くと、これらの観測がプロの天文学者の関心を引くことはほとんどなかった。リーバーの研究の集大成が、1944年に *Astrophysical Journal* 誌に発表された最初の銀河系電波地図 [152] だった。

第二次世界大戦中のレーダーの開発はただちに、電波天文学にとって重要な2つの結果をもたらした。第1に、レーダーと干渉して位置決定を狂わせかねない電波源をきちんと特定する必要があった。1942年に、英國陸軍作戦研究グループのジェイムズ・ヘイ (James S. Hey) たち [153] は、太陽から来る強い電波を発見したが、それは太陽黒点活動が異常に高まる時期と一致していた。続いて、戦後間もない1946年、彼のグループは最初の点状電波源を発見した [154]。これは、はくちょう座にあり *Cygnus A* (はくちょう座A) と呼ばれるようになった。第2の結果は、レーダー用の強力な電波送信機や高感度受信機の設計に注ぎ込まれた多大の研究努力が新しいテクノロジーとして実を結んだことである。これらの新技術は電波天文学のパイオニアたちによって取り込まれたが、彼らは皆レーダーに関わった経歴を持



図 13 カール・ジャンスキーが 1933 年に、銀河系から来る電波を発見したときに用いたアンテナ。

ち主であった。

戦後すぐに、何人かのレーダー科学者が、戦時研究の副産物としてほとんど偶然に発見された天文現象の組織的な研究を始めた。さらにいくつかの電波点源が発見され、また電波干渉計はこれらの電波源の位置をより精密に測る手段を提供してくれた。1948年にマーティン・ライル(Martin Ryle)とグレアム・スミス(F. Graham Smith) [155]は北半球で最も強い電波源カシオペア A を発見した。また1949年にオーストラリアの電波天文学者ジョン・ボルトン(John G. Bolton), ゴードン・スタンリー(Gordon J. Stanley), およびブルース・スリー(O. Bruce Slee) [156]は、点状の電波源のうち3つについて、きわめて近い位置にある天体との関連を明らかにした。この3つは、カニ星雲と呼ばれる超新星の残骸、電波源ケンタウルス A と関連する奇妙な銀河 NGC5128、およびおとめ座 A と関連する M87 である。これら初期の掃天観測によって確実になったのは（われわれの銀河系からの広がった電波放射に加え）多くの点状電波源の存在であった。点源のあるものは銀河面のあたりに集中していたが、多くはその外側に位置していた。この点源の集団の等方的な成分が、主にこの銀河系内部の近傍の電波星なのか、それとも銀河系外の天体に結びつくものなのかは、はっきりしなかった [157]。

電波天文学者は電波の観測だけからこの疑問に答えることはできなかった。なぜなら、電波のデータは、その源の距離の目安となる情報を、何も与えてくれなかつたからである。1951年、グレアム・スミス [158]は北半球で最も明るい電波源、はくちょう座 A とカシオペア A の位置をおよそ1分角の精度で測り、その結果にしたがって、バーティルドルフ・ミンコフスキ (Rudolph Minkowski) [159]はパロマーの200インチ望遠鏡を用い光学的同定を行なった。カシオペア A が若い超新星の残骸と関係づけられたのに対し、はくちょう座 A の方は遠くの暗い銀河と結び

ついていることがわかった。この後者の事実から一目瞭然だったのは、電波源が宇宙論の研究に使えるということである。こうして1950年代半ばまでには、点状電波源の観測の宇宙論的重要性がはっきり認識された。すなわち、微弱な電波源ほど宇宙論的に遠い距離にあり、したがって現在よりずっと昔の宇宙を探る手がかりになるのである [160]。

ハネス・アルヴェーン(Hannes Alfvén)とニコライ・ヘルロフソン(Nicolai Herlofson) [161]が1948年に示唆した考えにしたがって、キッペンハウアー(K. O. Kippenhauer)、およびギンツブルク(V. L. Ginzburg) [162]は、銀河電波が（極度に相対論的な電子が銀河磁場中を旋回するときに放出する）シンクロトロン放射だとする理論をつくりあげた。1950年代半ばには、銀河電波のスペクトルがべき関数型であることと、偏波率が高いことが、シンクロトロン仮説の有力な証拠となっていた。電波放射は銀河円盤の全域で観測され、これは星間空間を高エネルギー電子が満たしている直接的な証拠となつた。

1950年代初頭からは、電波天文学は独立した一分野として発展を続けた。大型の単一鏡(パラボラアンテナ)がいくつも建設され、また干渉法の新技術が開発された。ケンブリッジ大学のライルたちが開拓した開口合成法の技術はとくに重要である。これによって電波天文学者は、相離れた複数の望遠鏡の信号をコーヒーレントに(干渉性を保って)足し合せることにより、高い角分解能を達成できるようになった [163]。このような技術は、米国のVLA (Very Large Array) やオーストラリア望遠鏡(AT)などの大型合成アレイの建設で、頂点に達した。干渉法は、基線を大陸をまたぐ長さにまで拡張した、超長基線干渉法(VLBI)という技術により、最高で $10^{-3}$ 秒角の分解能を達成し、どの波長帯でも使えるようになった [164]。電波天文学が現代天体物理学にもたらした重要な発見は他にも数多い。とくに重要なものとして、電波パルサーの母体として発見された中性子星、ミリ波輝線放射をとおして発見された星間分子、そして宇宙マイクロ波背景放射が挙げられる。

## 7.2 X線およびガンマ線天文学 [165]

第二次世界大戦直後、紫外線やX線やγ線領域の天文学に関心をもった物理学者たちは、「スペース・アストロノミー」(宇宙空間からの天文学)への試みの第一歩を踏み出した。大気は波長が330 nm程度より短い電磁波に対して不透明なので、紫外線、X線、γ線の天文学は大気圏の外で行なわなければならない。ドイツのV-2ロケット計画でロケット技術は戦時に長足の進歩を遂げた。その建設にたずわった、ヴェルナー・フォン・ブラウン(Werner von Braun)が率いるドイツの科学者たちは、V-2の部品を満載した300台の貨車と共に米国に渡り米陸軍のロケット開発計画の中核を形成し、その技術は科学研究にも利用できるようになった [166]。

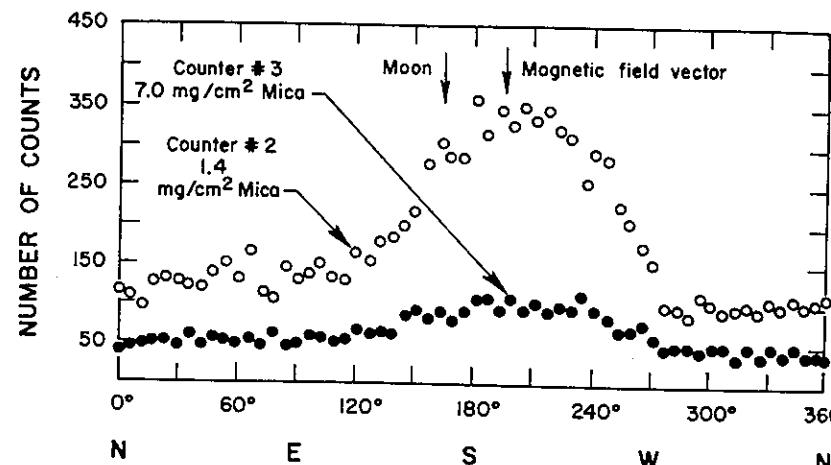


図 14 宇宙 X 線発見の記録：最初の X 線源 Sco X-1 と X 線バックグラウンド放射が、ジャコーニたちによって 1962 年のロケット観測で見つかった [169]。際立った X 線源と広がったバックグラウンドが 2 つの検出器で観測された。[横軸は方位、縦軸は X 線のカウント数]

初期のロケット実験の主要目標の 1 つは太陽の出す紫外線や X 線の観測で、これらの放射こそがおそらく地球の電離層の電離の原因ではないかと推測されていた。ロケットによる太陽紫外線観測に最初に成功したのは、海軍研究所 (NRL) のハーバート・フリードマン (Herbert Friedman) のグループで、1946 年 10 月のことだった [167]。彼らは翌年、初の太陽 X 線の観測にも成功し、太陽コロナが非常に高温であるという予想を裏づけた。

1957 年末のスプートニク 1 号と 2 号の打ち上げ、および 1961 年のユーリ・ガガーリン (Yuri Gagarin) の軌道飛行に米国政府は強い衝撃を受け、スペーステクノロジーにおいてアメリカがソ連に遅れをとってしまったことを悟った。その対策として米国は、非軍事組織のアメリカ航空宇宙局 (NASA) を 1958 年 7 月に設立し、ソ連に追いつくためのプロセスを開始した。またその努力の一環として、アメリカン・サイエンス・アンド・エンジニアリング (AS&E) がマサチューセッツ工科大学 (MIT) の提携を得て設立され、軍事および非軍事の研究を請け負うことになった。宇宙 X 線の探索を目的として成功をおさめた最初のロケット実験は、AS&E グループが担当した。これは 1962 年 6 月に行なわれ、ロケットの搭載機器が大気圏外に出た 5 分間の観測で、ジャコーニ (Giacconi) と同僚たちはさそり座に強い点源を発見し [168]、それは Sco X-1 と呼ばれるようになった (図 14)。また、強い X 線のバックグラウンドも観測されたが、それは空一面に驚くほど均一に分布していた。これらの観測結果は、その後 AS&E グループや NRL のフリードマンのグループによって行なわれた別のロケット観測でも確認された。これらの観測で、超新星の残骸

であるカニ星雲からの X 線も発見された [169]。

1970 年以前は、X 線天文観測はすべてロケットから行なわれ、歯がゆいほどほんの一瞬、そこにあるものの姿を垣間見せてくれたが、全体像ははっきりしなかった。これらの問題を解決したのは、1970 年 12 月の “X 線天文台” UHURU の打ち上げであった [170]。UHURU は初の X 線天文学専用の観測衛星で、これを端緒として NASA の支援による観測衛星 Explorer シリーズが始まり成果をもたらした。UHURU は X 線による初の掃天観測を行ない、X 線を出す天体の種族の本性を明らかにした。X 線源には、X 線連星、超新星の残骸、若い電波パルサー、活動銀河核、そして銀河団の銀河間雲など、実際にさまざまな種類の非常に高温な天体がふくまれることがわかった。その次の世代の X 線望遠鏡は、HEAO-A (High Energy Astrophysical Observatory-A) のように、非常に大型のプロジェクトとなった。HEAO-A は 1977 年 8 月に打ち上げられ、X 線掃天観測をさらに進めた。その次の X 線望遠鏡 HEAO-B (“インシュタイン X 線天文衛星”とも呼ばれる) は 1978 年 11 月に打ち上げられ、X 線源の天体物理学で先駆的な成果をあげただけでなく、ほとんどすべての種類の星が X 線を放出していることを実証した。

1960 年代初めにはすでに  $\gamma$  線検出器を宇宙空間に置くことに関心が持たれていた。それは、米国とソ連の間で締結された大気圏核実験禁止条約の監視のためであった。一連のヴェラ (Vela) 衛星が 1960 年代に打ち上げられたのはそれが目的で、これらの衛星に何か天文的役割を期待する意図などまったくなかった。宇宙  $\gamma$  線が最初に検出されたのは、1965 年 Explorer II 衛星の観測 [171] だったが、この実験は単に、地球大気の外からやって来る  $\gamma$  線が存在する、ということを示したにすぎなかった。天文的に重要な最初の観測は、1967 年 3 月に打ち上げられた観測衛星 OSO III (Orbiting Solar Observatory III) によって行なわれた。このミッションの主要な発見は、ほぼ銀河中心の方角から来るエネルギー  $E\gamma > 100 \text{ MeV}$  の  $\gamma$  線を検出したことだった [172]。この  $\gamma$  線フラックスは、相対論的陽子と冷たい星間ガスの衝突でつくられた中性  $\pi$  中間子の崩壊に伴って放出される  $\gamma$  線だという、説得力のある解釈がされた。

これらの先駆的な観測に続いて、気球による追跡調査が行なわれたが、気球観測の悩みは、1 次宇宙線が大気の原子核と相互作用してつくる 2 次的な  $\gamma$  線によって深刻な汚染を受けることだった。1972 年 11 月に打ち上げられた天文衛星 SAS-2 (Small Astronomical Satellite-2) では、スパークチャンバーの配列を搭載し、入射した  $\gamma$  線が対生成で電子-陽電子対に変わることを検出するようになっていた。この衛星は 8 ヶ月間しか稼動せず、宇宙起源の  $\gamma$  線約 8000 個を検出するにとどましたが、それでも  $\gamma$  線が全体的に銀河面の方向に集中していることが確認された [173]。 $\gamma$  線点源もいくつか見られ、とくに 2 つの源はカニ星雲とホセ (Vela) の超

新星残骸となつたのがあった。また、広がった銀河系外  $\gamma$  線バックグラウンドが存在する形跡も見出された。SAS-2 ミッションに続いて、1975年に COS-B 衛星が欧洲諸機関の協力により打ち上げられ、同様の成功をおさめた。COS-B に搭載された検出器もやはり、エネルギーが約 70 MeV 以上の  $\gamma$  線に感度をもつスパークチャンバーの配列で、6 年半の間データを取り続けた結果、銀河面の詳細な分布図が得られ、また 24 個の  $\gamma$  線点源の形跡も見つかった [174]。

誰をも驚かせたのは、(軍事目的の)ヴェラ衛星による宇宙  $\gamma$  線バーストの発見だった [175]。1 つのバーストが続く時間は典型的には 1 分足らずで、この間そのバーストは全天でもっとも明るい放射源となる。ヴェラ衛星が初めて  $\gamma$  線バーストを検出したのは 1967 年のことだったが、1973 年になるまで科学文献には報告されなかった。1991 年 4 月に打ち上げられたコンプトン・ガンマ線天文衛星 (GRO) の観測によって、これらのバーストが 1 日におよそ 1 回の割合で起こり、あらゆる方向からランダムにやって来るよう見えることが示された。この  $\gamma$  線源は、高エネルギー天体物理学の数ある発見の中でも、謎がなかなか解明されない難題の 1 つとなっている<sup>†</sup>。

### 7.3 紫外線天文学とハッブル宇宙望遠鏡

天文学のための宇宙開発の恩恵にもっとも早くから浴したのは紫外線天文学者であった。この話の中心人物はライマン・スピッツァー (Lyman Spitzer) で、彼は 1946 年、米国空軍の RAND 計画のために、宇宙空間の天文学的利用に関する報告書を書いた [176]。1957 年、ソ連の宇宙開発の成果に触発された米国の宇宙計画が活動を開始するや、スピッツァーたちは 3 つの観測衛星のシリーズを計画した。この衛星は OAO (Orbiting Astronomical Observatories) と呼ばれ、波長が 90 から 330 nm の紫外線帯の分光観測に的がしほられた。

他の波長帯の新しい天文学とは異なり、紫外線天文学の天体物理学的目標は非常にはっきりしていた。ありふれた元素の共鳴遷移はほとんどすべて（可視光ではなく）紫外線帯域にあるので、星間雲の化学組成の研究はこの帯域で行なうのが最も効率的なのである。ライマン  $\alpha$  線よりも短い波長が利用できることはとくに重要な意味をもっていた。なぜなら、多くの共鳴線の中には宇宙論的に重要な重水素の線がふくまれるからである。1972 年に打ち上げられたコペルニクス衛星 (OSO-3) は

<sup>†</sup> [訳注] ガンマ線バーストについては、発生源がこの銀河系内か、外なのかについてさえ意見の分かれる状態が長年続いている。ところが、1997 年に X 線や可視光で“残光”が発見され、赤方偏移から宇宙論的遠方起源説がにわかに高まった。だが、1998 年には比較的近い銀河に起きた超新星と一致する例も報告され、起源はそう単純ではなさそうである。今後、観測例が増えるにつれて大きな発展が期待される。

このシリーズ中、とくに大きな成功をおさめた [177]。搭載されたきわめて高分解能の分光器は、121.6 nm のライマン  $\alpha$  線より短波長側を調べる能力を備えており、ありふれた元素（および重水素）の星間物質中の存在量が初めて測定された。このミッションではまた、高度に電離された酸素イオン  $O^{+5}$  の吸収線の観測を通して、星間ガスに熱い成分が存在する証拠が見出された。OAO 衛星シリーズは、国際紫外線探査衛星 IUE (International Ultraviolet Explorer) への道を拓くことになった。IUE は英国、欧洲宇宙局 (ESA)、および NASA の共同プロジェクトで、1978 年に打ち上げられた [178]。

IUE はハッブル宇宙望遠鏡の先駆けであった [179]。大口径の望遠鏡が理論的な角分解能を絶対に達成できないという事実は、光学天文学者にはずっと昔からわかっていた。大気の屈折率のゆらぎによって星の像は 1 秒角程度にはやけるが、これは口径 4 メートルの望遠鏡の回折限界（およそ 0.03 秒角）に比べずっと大きいからである。一方、角分解能の向上は点源に対する感度の増加をもたらす。望遠鏡を地球大気の上に置くことによって、これらの問題は大幅に改良される。1960 年代に、口径 3 メートルの“大型宇宙望遠鏡”的建設設計案がまとめられた。しかし、望遠鏡の打ち上げに“宇宙輸送システム (STS)” 俗に言うスペースシャトルを使うことが決まり、このとき直径は 2.4 メートルに縮小された。望遠鏡はシャトルで打ち上げられるだけでなく、定期的な保守もシャトルで行なうことになった。ハッブル宇宙望遠鏡が正式に承認されるまでの過程は決して平坦なものではなかった。最大の問題点は、このプロジェクトには莫大な費用がかかることだった。見積もられた金額はそれまでに企画されたどんな純粹科学プログラムの予算よりも大きかった。欧洲宇宙局 (ESA) の国際協力を取りつける代わりに、欧洲の天文学者に望遠鏡の使用権の 15% を与える協定が結ばれ、この計画は 1977 年フォード政権によって承認された。この計画は承認後 2 年のうちに、技術的にも財政的にも大きな困難に見舞われ、1981 年には資金がほとんど底をつくという危機的状態に陥った。管理面での変更が行なわれ、より現実的な予算が新たに設定された。この計画はチャレンジャー号事故の惨事によってさらに遅れたが、終に 1990 年 4 月、望遠鏡が打ち上げられた。数週間のうちに、主鏡が正しい形に作られていないことが判明した。その結果、球面収差が許容できないほど大きく、そのため像はぼやけて（コンピューターでデータを補正しない限り）地上で得られるものとほとんど変わりなかった。しかし 1993 年 12 月に行なわれた劇的な改修刷新のミッションが大成功をおさめ、望遠鏡の本来の高性能はほぼ回復された。

### 7.4 赤外線天文学 [180]

太陽赤外線は 1800 年にウィリアム・ハーシェル [181] の有名な実験から発見さ

れた。彼は太陽光のスペクトルの赤い方の端の外側まで温度計を並べ、赤領域よりも外側の方が温度上昇が大きいことを見つめたのである。赤外線天文学の発展はゆっくりとしたものだったが、それは写真のプロセスが $1\mu\text{m}$ 程度より長い波長では使えなかったからである。天文学用に有効な最初の赤外線検出器が、半導体の光电効果を利用してつくられたのは、ようやく1950年代になってからであった。赤外線で観測することの大きな利点は、この波長帯では星間塵が透明になり、塵が覆い隠していたガス雲や遠くの銀河の興味ある領域が見えてくることである。

赤外線天文学の開拓は、地上から単素子の検出器を用いて、近赤外線領域の大気の窓を通した観測から始められた。利用できる窓は、J, H, K, L, M, N, および $20(\text{Q})\mu\text{m}$ の各バンドである。初期の観測では、1から $4\mu\text{m}$ 帯に感度がある硫化鉛セルが用いられた。1950年代末から1960年代初めにかけて、ハロルド・ジョンソン(Harold Johnson)たち[182]は、数千の星についてJ, HおよびKバンドでの強度を測定した。同じ頃、カリフォルニア工科大学のゲリー・ノイゲバウアー(Gerry Neugebauer)とロバート・レイトン(Robert Leighton)[183]は、自ら制作した62インチの望遠鏡を用いて波長 $2.2\mu\text{m}$ で掃天観測を始めた。彼らは、赤緯 $-33^\circ$ 以北の天球をくまなく調べ、5612個の赤外線源を見出した。多くの場合、赤外線放射は単に恒星の可視光スペクトルを赤外線波長帯に延長したに過ぎなかつたが、それに加えて、予想以上に多くの強力な赤外線天体も発見された。

長波長帯での赤外観測は、空および望遠鏡からの熱放射バックグラウンドのために、 $2\mu\text{m}$ 帯よりもずっと難しかった。1960年代初めにフランク・ロウ(Frank Low)[184]は、長波長帯用にガリウムをドープしたゲルマニウム検出器をボロメーターとして開発した。1966年にエリック・ベックリン(Eric Becklin)とゲリー・ノイゲバウアー[185]は、パロマー200インチ望遠鏡を使ってオリオン大星雲を波長 $1.65, 2.2, 3.5$ , および $10\mu\text{m}$ で観測するという、骨の折れる仕事を初めて行なった。意外なことに、非常に強い“赤外線星”が、際立った光を放つ星雲ではなく、星雲を照らし出している有名な4つのトライペジウム星の北にある暗い領域で発見された。彼らが提唱した解釈は、この天体は大質量の原始星で、まだ塵の層に覆い隠されている、というものだった。塵は原始星の出すエネルギーを吸収し、それを遠赤外線の波長帯で再放出していると考えられた。彼らは1968年に出したもう1つの先駆的大論文で、H, K, およびLバンドでの銀河中心の最初の観測結果を報告した[186]。波長が長いほど星間物質による減光が少なくなるので、銀河中心領域が検出可能になったのである。彼らは、銀河中心に向かって星の密度が増加する証拠を見出し、また中心にコンパクトな領域があるのを発見した。その位置は強いコンパクト電波源と一致していた。

赤外観測の大きな可能性から、赤外領域に最適化した望遠鏡が相次いで建設されることになった。英国赤外望遠鏡(UKIRT)とNASA赤外望遠鏡施設(IRTF)は共にハワイのマウナケア山頂に設置され、1970年代末に稼働を始め、赤外観測を天体物理観測にとって不可欠なものとするのに大きな役割をはたした。1970年代中頃には、硫化鉛検出器はもっと感度の高いインジウム・アンチモン検出器に置き換わった。1980年代半ばに、米国の軍事機密だった赤外アレイ技術が機密指定を解かれため、赤外線撮像用のカメラを製作することが可能になった[187]。

遠赤外線領域は、大気の吸収のために、地上で観測することはできない。先駆的な実験は1970年代に、高い高度を飛ぶ航空機や気球に搭載した装置で行なわれた。フランク・ロウ[188]は改造したリア・ジェット小型機からいくつかの試験的な観測プログラムを遂行したが、この試みが着実に発展して、NASAによる“カイパー飛行天文台”的開発につながった。これはロッキードC-141輸送機の側面に穴を開け、口径91cmの望遠鏡による観測が、高度約13kmで行なえるようにしたものだった。

次のステップは当然、遠赤外線での組織的な掃天を行なうため、専用の観測衛星をつくることだった。赤外線天文衛星IRASはオランダ、アメリカ、およびイギリスの国際協力事業であり、1983年1月に打ち上げられた。これにより、地上では観測不可能な波長帯、すなわち中心波長が $12, 25, 60$ , および $100\mu\text{m}$ のバンドで、全天の赤外線地図がつくられた。IRASの観測は、天文学のすべての部門に大きな影響を与えたと言えるが、とりわけ顕著な成果は、星生成領域の研究への寄与と、大多数の銀河が遠赤外線帯で可視光域と同じくらいの放射を出しているという事実を確認したことである[189]。

## 7.5 新時代の光学天文学

1960年代に、もっと多くの天文学者に世界的なレベルの観測設備が使える機会を提供しようという意図から、相当数の4メートル級光学望遠鏡の建設が始まった。米国内では(従来の民間の天文台に加えて)国立望遠鏡施設の必要性が認められ、1960年6月に“天文学研究のための大学連合(AURA)”が設立され、アメリカ天文学界のために望遠鏡の建設と運営の責務を負うことになった。つくられた主な施設は、アリゾナ州のキットピーク国立天文台(KPNO)の4メートル望遠鏡、ニューメキシコ州のサクラメントピーク太陽観測所、チリのセロトロロ国際天文台(CTIO)の4メートル望遠鏡などである。

欧洲で着目されたのは、南天が銀河中心やマゼラン星雲をはじめ興味深い観測対象の宝庫であるのに、大型望遠鏡で十分に調査されていないことだった。ヨーロッパ南天天文台(ESO)は「天文学における協力の促進をめざして、強力な観測機器

を備えた天文台を南半球に設立・運営する」ため、1962年に発足した。アタカマ砂漠のラシヤ（サンチャゴの北600km）に設置された3.6メートル望遠鏡の運用は1977年に開始された。

イギリスはESOのメンバーに加わらなかったが、オーストラリアと共同でニューサウスウェールズのサイディングスプリング山に3.9メートルのアングロ-オーストラリアン望遠鏡[190]を建設し、1975年に完成をみた。フランス、カナダ、およびハワイは、ハワイ島のマウナケア山頂（おそらく天文観測用地としては世界で最も高く、最良の立地条件をもつ）に3.6メートル望遠鏡の建設で協力することに合意し、1979年に望遠鏡は稼動を始めた。イギリス、スペイン、およびオランダは、カナリー諸島のラパルマ島に、4.2メートルのウィリアム・ハーシェル望遠鏡をふくむ北天の観測用の天文台を建設し、1987年に完成をみた。

しかし、単に大型望遠鏡の観測時間が増加ただけでなく、もっと大きな変化が起こっていた。おそらく最も目覚しい進歩は、電子的な光検出器が導入され、ほとんどすべての用途で写真乾板に置き換わってしまったことであろう。1969年に発明された電荷結合素子(CCD)は、天文学にとってとくに重要な意味をもつものだった[191]。写真乾板は最高でも量子効率が1%程度にすぎないが、CCDのよいものは70%程度の量子効率をもっているので、望遠鏡の集光面積を70倍に増やすことに相当する。天文学者たちはこれらの光検出器の天文観測における可能性に注目し、ジェット推進研究所(JPL)から特注を受けたテキサスインスツルメント社の開発によって1976年、最初の天文専用光検出器が製作された。この光検出器は、ハップル宇宙望遠鏡の“広視野惑星カメラ”的検出器として採用されることが1977年に決まり、やがて主要天文台のすべてに採用が広がり、撮像用の主検出器やいろいろな分光学的用途に使われるようになった。

掃天観測(サーベイ)は天文学のプロジェクトの多くで中核を占めている。視野の最も広い望遠鏡はシュミット望遠鏡で、1929年にベルンハルト・シュミット(Bernhard Schmidt)が考案した光学系[192]を採用したものである。1930年代にこの型の望遠鏡をいち早く使った草分けはツヴィッキーであった。第二次世界大戦直後、パロマー山では200インチ望遠鏡の観測を支援するために、実効口径1.2メートル(48インチ)の大型シュミット望遠鏡が建設された。その乾板のサイズは14インチで天球の $6^\circ$ に相当し、8年間をかけてこの望遠鏡は青と赤の波長帯で赤緯 $-20^\circ$ 以北の完全な写真掃天を完成した。この掃天の写真乾板は“パロマーアトラス”として世界中の天文学者の利用に供され、貴重な研究資料となっている。

1960年代にESOとイギリスはそれぞれ南半球でシュミット望遠鏡を建造し、パロマー山で完成した北天のサーベイと同様の観測を、南天でも行なった。これらの大規模な掃天には、天文学にとって重要な統計データが膨大な量ふくまれていたが、

このデータを抽出することは、その目的専用の高速自動計測器を制作しない限り不可能であった。イギリスの天文学者たちは率先してその開発にあたり、エディンバラ王立天文台でCOSMOS高速計測器が製作され、またケンブリッジでは自動写真乾板計測器(APM)がつくられた。このような研究によって、4メートル級望遠鏡で観測すべき重要な目標天体の多くが選出された。

## 第4部 天体物理学と宇宙論：1945年以降

### 8 恒星とその進化：1945年以降

1945年までには、恒星の進化に関する基本的物理過程が明らかになり、また星団のHR図が恒星進化理論の検証手段を提供した。1952年までに、サンデージとマルティン(Martin)・シュヴァルツシルト[193]は球状星団のHR図上で進化の道筋の研究を進め、主系列の終端を用いて星団の年齢を推定した結果、およそ $3 \times 10^9$ 年という値を得た。しかし、理論と観測を精密に比較するには、まだ詳しく研究すべき仕事が数多く残されていた。恒星の詳細なモデルをつくるには、恒星物質の状態方程式、正確な核反応速度、放射伝達に対する恒星物質の不透明度などがわかっていないなければならない。したがって、天体物理学者は、原子核物理学、原子物理学、分子物理学などの広範囲のデータ入手しなければならなかつた。これらのデータも、もしコンピューターの発達がなければそれほど価値をもたなかつただろう。太陽や恒星の詳細なモデルを組み立てることを可能にしたのはコンピューターなのだから。ヘニエイ、ルドルフ・キッペンハーン(Rudolph Kippenhahn)、イコ・イベン(Icko Iben)などの先駆者たちの努力のおかげで、恒星の理論は宇宙物理学の中でもっとも精密な分野となつた[194]。

#### 8.1 核種合成と元素の起源

恒星物理学の2つの大きな問題は密接に関係している。その第1は元素の合成であり、第2は(星が主系列から離れた後の)エネルギー生成に係わる核反応である。質量数が5と8の安定な同位元素は存在しないため、ヘリウム原子核に陽子や中性子や $\alpha$ 粒子を付加する反応から出発して、炭素の形成に至るような単純な道筋は存在しない。その解決策は、エピックとサルピーター[195]によって独立に発見された。彼らが指摘したのは、星の中心温度が $4 \times 10^8$ くらいになると、3個の $\alpha$ 粒子融合して炭素を形成する“3 $\alpha$ 反応”が起こる可能性だった。しかし、この反応の面積は小さすぎて、それほど多量の炭素は生成されそうにもなかつた。

この問題は1953年にフレッド・ホイル(Fred Hoyle) [196]によって解決された。彼は、 $^{12}\text{C}$ の励起状態の生成に共鳴が関わっていれば、反応の断面積が増加することに気づいたのである。ホイルは $^{12}\text{C}$ の励起状態が約7.7 MeVで起こると推定したが、その当時は、原子核の励起状態を予想できるほど原子核のモデルが精巧につくられていなかったことを思うと、これは非凡な予言と言うべきだろう。説得を受けて探索を行なったウォード・ホエイリング(Ward Whaling)たち [197] は、ホイルの予言どおりのエネルギーに共鳴を見つけた。この炭素共鳴を考慮に入れると、 $3\alpha$ 反応による炭素生成の断面積は $10^7$ 倍に増加した。ホイルはさらに温度 $10^8\text{K}$ でヘリウム燃焼が起こることを示した。(この温度は、巨星分枝の先端に位置する赤色巨星の中心核の温度としてサンデージとシュヴァルツルトが推定した値である。)

ひとたび炭素ができれば、 $\alpha$ 粒子を次々に付加して酸素やネオンのようなより重い元素を生成できることにエピックやサルピーターは気づいていた。ホイルは1954年の論文で、星が中心核のヘリウムを使い尽くしてしまうと、十分重い星は収縮して中心部の温度が上がって $^{12}\text{C}$ の核燃焼で $^{24}\text{Mg}$ がつくられるようになり、またそれより少し高い温度では $^{16}\text{O}$ が $^{32}\text{S}$ に転換される、と論じた。質量が十分大きい星では、核燃焼のプロセスは次々に進み、終には核エネルギー資源が使い果たされ、そのとき星の中心核は鉄(核子の結合エネルギーが最大の元素)でできていることになると考えられた。

1956年にハンス・ジュース(Hans Suess)とハロルド・ユーリー[198]は宇宙元素組成の詳しい分析結果を発表した。それによると、元素の存在量は原子量の増加とともに急激に減少していた。しかし、元素組成の曲線には重要な特徴があって、それが核種合成の過程に迫る手がかりとなる。彼らの注意を引いたのは、核子数が16, 20, 32などの“ $\alpha$ 粒子核”や鉄族元素の過剰と、 $N=50, 82, 126$ における安定元素のピーク(原子核物理学の“魔法数”に対応する)であった。

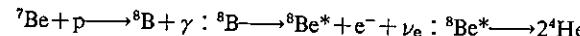
元素合成に関わる原子核反応を説明したのは、1957年に発表された2つの有名な論文、すなわちバービッジ(Burbidge)夫妻、ファウラー、およびホイルによるものとキャメロン(Cameron)によるもの [199] である。前者の論文では、8つの核反応過程によって元素が合成できることができている。水素燃焼、ヘリウム燃焼、および $3\alpha$ 反応に加えて、彼らがとくに注目したのは、すでに存在する原子核に中性子を付加する過程、すなわちs(遅)過程とr(速)過程である。これらの反応は、鉄族よりも質量数の大きい原子核を合成する手段を与える。r過程では、崩壊が起こる前に数個の中性子が付加される。温度と密度が十分に高ければ逆 $\beta$ 崩壊過程の結果多数の中性子が放出されるが、そのような反応が起こり得るところとしては超新星の爆発が考えられた。一方、s過程はそれよりも前の進化段階(巨星分枝)の星で起こると考えられた。

キャメロンは、超新星爆発における核種合成の重要性にとくに注目した。この過程は“爆発的核種合成”と呼ばれる。もし核種合成の反応が(超新星爆発の場合のように)非定常的に起れば、いろいろな元素組成がつくり出せる、ということに彼は気付いた。高速コンピューターの発達によってこれらの予言の定量化が可能になり、1970年にアーネット(Arnett)とクレイトン(Clayton) [200] は、多くの元素の存在量が爆発的核種合成によって自然に説明できることを示した。

## 8.2 太陽ニュートリノ

1955年に、レイモンド・ディヴィス(Raymond Davis) [201] は、太陽のCNOサイクルで解放される電子ニュートリノのフラックス<sup>†</sup>を測るために検出器をつくることが可能かもしれない、という考えを示唆した。物質との相互作用の断面積が非常に小さいため、太陽の中心(半径の10%以内)で発生したニュートリノはほとんど妨げられることなく外に抜け出す。したがって、太陽ニュートリノは核種合成の直接的な検証手段となる。ディヴィスの提案は、多数の塩素原子を含む液体中で引き起こされる核変換によって、太陽ニュートリノを検出することだった。具体的には、エネルギーしきい値が0.814 MeVの核反応 $^{37}\text{Cl} + \nu_e \rightarrow ^{37}\text{Ar} + e^-$ を利用する。この反応でつくられるアルゴンは放射性であり、その生成量は $^{37}\text{Ar}$ 核の放射性崩壊の数から測定できる。残念ながら、CNOサイクルよりもむしろp-pチェイン(連鎖)の方が太陽の主なエネルギー源であることが、エプスタイン(Epstein)およびオーケ(Oke) [202] によって示されていた。

ニュートリノはp-pチェインの第一反応で放出される(3.3節を参照)。この第一反応は、重水素をつくる反応で、太陽ニュートリノの主な源泉だが、しかしそのエネルギーは最大でも0.420 MeVと低く、塩素検出器では検出できない。1958年にキャメロンとファウラー [203] は、もっとエネルギーの高いニュートリノが、p-pチェインの主反応鎖よりも頻度が低い側鎖(サイドチェイン)で放出されることを指摘した。



$^8\text{B}$ の崩壊で放出される電子ニュートリノの最高エネルギーは14.06 MeVなので、ディヴィスが提案したタイプの実験で検出できる。

太陽ニュートリノフラックスの詳しい予測値を最初に出したのはバーコール(J. Bahcall) [204] で、1964年のことである。同じ頃ディヴィスたちは、サウスダコタ州ホームステーク金鉱の底にパークロロエチレン( $\text{C}_2\text{Cl}_4$ )10万ガロンを容れたタンクを設置し、有名な“太陽ニュートリノ実験”を始めた。この実験は20年間続けら

<sup>†</sup>[訳注] 単位時間に単位面積を通過する電子ニュートリノのエネルギー。

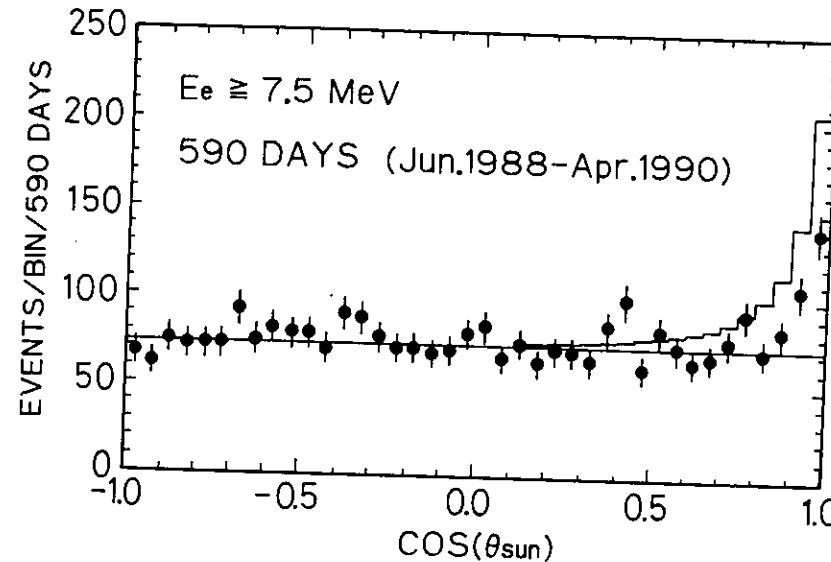


図 15 590 日間測定された  $E_e \geq 7.5 \text{ MeV}$  のニュートリノに対する  $\cos \theta_{\text{sun}}$  の分布。 $\theta_{\text{sun}}$  は、観測された電子の運動量ベクトルと、その時の太陽の方向のなす角である [206]。検出器系の角分解能を考慮に入れて計算した。太陽ニュートリノの到来方向の予想分布が柱状グラフで示されている。

れ、有意なニュートリノのフラックスが検出されたものの、標準太陽モデルにより予測されるフラックスの4分の1程度でしかなかった。このくらい違いが有名な“太陽ニュートリノ問題”である。この不一致が何に由来するのかは、デイヴィスの結果が1968年に報告されて以来、天体物理学の難題として論争的になっている。この結果をそのまま素直に解釈すれば、原子核物理に何か間違ったところがあるか、太陽の天体物理が何かおかしいのか、あるいはその両方か、ということになる[205]。

高エネルギーニュートリノのフラックスが確かに太陽内部から来ているという証明は、1990年にカミオカンデIIのニュートリノ散乱実験によって与えられた[206]。この実験では、入射するニュートリノの方向が測られ、わずかだが統計的に有意なニュートリノフラックスの過剰分が太陽の方向に見出された(図15)。しかし、その量はバーコールとウルリッヒ(Ulrich)の標準太陽モデルから期待される値の約46%しかなかった。

太陽モデルの検証の鍵となるのは、もっと豊富な(p-p チェインの第一反応から出る)低エネルギーニュートリノの検出である。そのため、ガリウムを検出体として用い、次の反応  $\nu_e + {}^{71}\text{Ga} \rightarrow e^- + {}^{71}\text{Ge}$  によってつくられる放射性ゲルマニウムを数えることによりニュートリノフラックスを測定する実験が行なわれている。1992

年6月に、GALLEX 実験の最初の結果が報告された[207]。それによるとニュートリノフラックスの測定値は  $83 \pm 19$  (統計誤差)  $\pm 8$  (系統誤差) SNU だったが、これと比較すべき標準太陽モデルの理論値は  $132^{+29}_{-17}$  SNU である (SNU は太陽ニュートリノ単位)。まだ値にくらい違いはあるものの、かなめとなる p-p チェインの第一反応から、オーダーとしては正しい大きさのニュートリノフラックスが検出されたのであるから、これは非常に重要な結果である。

### 8.3 日 振 装 学

周期約5分の“太陽振動”がレイトン(Leighton)たち[208]によって発見されるまでは、太陽ニュートリノが、太陽内部を直接に調べる唯一の方法だった。フレイジャー(Frazier)[209]は1968年の予見的な論文で、この振動が太陽の外層に閉じ込められた音波ではないかと示唆したが、太陽振動の固有モードの最初の厳密な解析は、1970年にウルリッヒによって、また1971年にライバッハ(Leibacher)

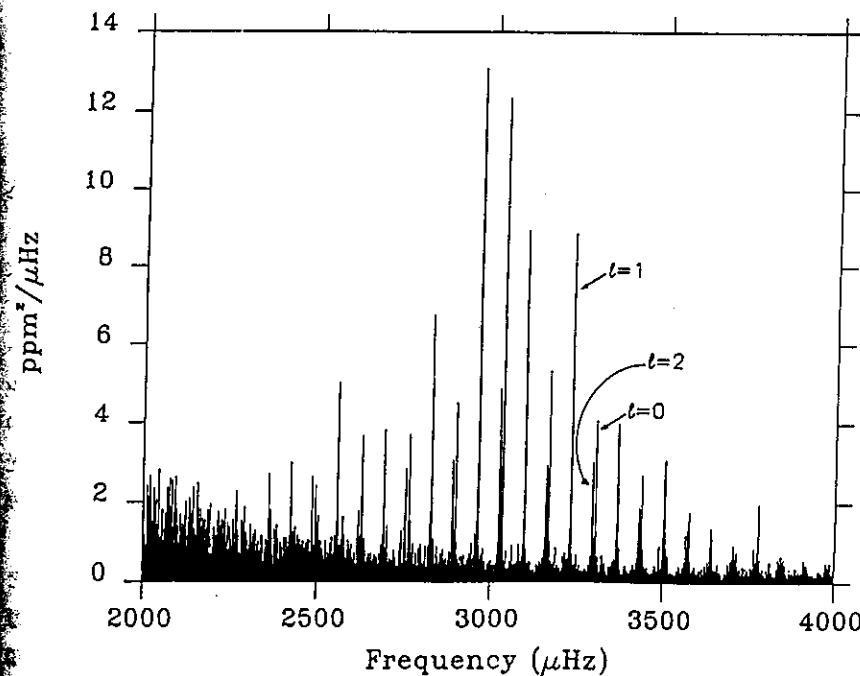


図 16 太陽振動の振動数スペクトルの一例。固有モード振動がいくつか現われている。このデータは、宇宙探査機 PHOBOS に搭載した IPhIR 実験による 160 日間の観測から導かれた[212]。この低次  $p$  モードのパワースペクトルには、二重ピークと単一ピークが交互に並んだパターンが現われている。二重ピークは  $l=0, 2$  モード、単一ピークは  $l=1$  モードである。[横軸は周波数]

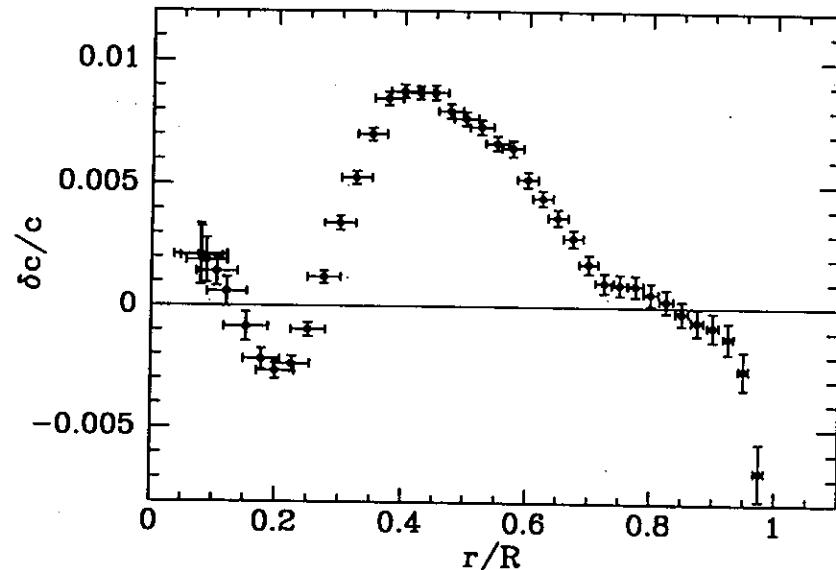


図 17 太陽内部の音速の観測値と理論値との比較。太陽内部構造の標準モデルの最適値 ( $\delta c/c = 0$  の直線) からの偏差の割合として観測値 (誤差棒つきの点) を示した [213]。1% 以内でよく一致している。

とシュタイン (Stein) によって行なわれた [210]。“5分振動”は太陽外層に閉じ込められた音波の定在波であることが明らかになった。

太陽や恒星の天体物理学的研究はこれらの発見によって活気を取り戻した。低次モードの振動は太陽の奥深くまで浸透するので、太陽の内部構造のモデルを検証するのに使うことができる。そのような低次モードが存在することは、バーミンガム大学グループが 1979 年に発表したデータから、クリステンセン-ダルスゴール (Christensen-Dalsgaard) とゴフ (Gough) [211] によって導き出された。現在どのくらい良質のデータが得られているかを示す例が図 16 である。この図は太陽の全光度の変動パワースペクトルで、1988—89 年に地球から火星に向かう宇宙探査機 PHOBOS に搭載した IPHIR 実験で得られた [212]。

その物理学的手法が地震学に似ていることから、このような研究は“日震学”と呼ばれている。日震学的データを逆に解けば、太陽内部で音速が、中心からの距離とともにどう変わるかを導くことができる。図 17を見ればわかるように、標準太陽モデルの予言は、太陽全域にわたって、観測値と 1% 以内で一致している [213]。しかしながら観測値は、非標準モデル、すなわち大量のコア・ミキシング、中心核の高速回転、あるいは“弱い相互作用をする大質量粒子”(WIMPs) の存在、などを仮定するモデルとは整合しない。(これらの非標準モデルはすべて、太陽ニュートリノ

の低くすぎるフラックスを説明するために提案されたものである。) 標準太陽モデルの物理は、太陽の内部構造について、中心核の奥深くまで満足のいく説明を与えてくれるようである。もし太陽ニュートリノ問題が存在するなら、その解答はおそらく天体物理学ではなく、むしろ原子核物理学の方に潜んでいるのではないだろうか。

#### 8.4 中性子星の発見

中性子星は電波パルサーの母体として、1967 年にアントニー・ヒューイッシュ (Antony Hewish) とジョスリン・ベル (Jocelyn Bell) らによってほぼ偶然に発見された [214]。ヒューイッシュはそれ以前に、長波長帯で電波源のシンチレーション（視線方向のプラズマ密度の不規則変化により引き起こされる現象）を観測する技術を開発していた。1960 年代初め、彼はこの技術を用いて惑星間プラズマを研究したが、その副産物として電波クエーサーを発見した（電波クエーサーは低い周波数で強い電波シンチレーションを呈する）。彼が設計製作したのは、集光面積 1.8 ヘクタール、周波数 81.5 MHz (波長 3.7 m) の大きな低周波アレイで、明るい電波源の速い強度変動を 0.1 秒の時間スケールで記録することを目的としていた。これが電波パルサーの発見につながる重要な技術開発であった [215]。

最初の掃天観測は 1967 年 7 月に始められ、ヒューイッシュの学生だったジョスリン・ベルは、電波信号が全部シンチレーションから成るよう見える、奇妙な電波源を発見した(図 18(a))。1967 年 11 月に、もっとずっと小さい時定数をもつ記録計を用いてこの電波源を観測した結果、その電波は周期約 1.33 秒のパルス列だけから成ることが見出された(図 18(b))。続く 2, 3 ヶ月の間に同種の電波源がさらに 3 個発見され、そのパルス周期は 0.25 秒から 3 秒の範囲にあった。この発見が発表されるすぐに“パルサー”という言葉が造り出された。

それから 1 年以内に、さらに 20 以上のパルサーが発見され、理論の論文が洪水のように現われた。多くの支持を得たパルサーのモデルはトーマス・ゴールド (Thomas Gold) が 1968 年に出したので、1967 年のパッチーニ (Pacini) の予見的な提案と類似する点が多く、主役は孤立した、自転する磁化した中性子星で、星の磁軸と自転軸の向きがそろっていない、とするものだった [216]。この見方を裏づける重要な観測事実は、パルス周期が非常に短く安定なことと、パルス中の電波に偏波が見出されたことであった。1968 年に発見されたパルサーのうち次の 2 つはとくに重要なものだった。周期 0.089 秒のパルサーがほ座 (Vela) の若い超新星の残骸で発見され、すぐ続いてカニ星雲 (1054 年に爆発した超新星の残骸) の中心にわずか 0.033 秒周期のパルサーが見つかった。このパルサーから正確に同じ周期で光のパルスが出ていることが 1969 年に発見され、それから 3 ヶ月もたたないうちにロケット搭載の検出器により X 線のパルスも発見された [217]。

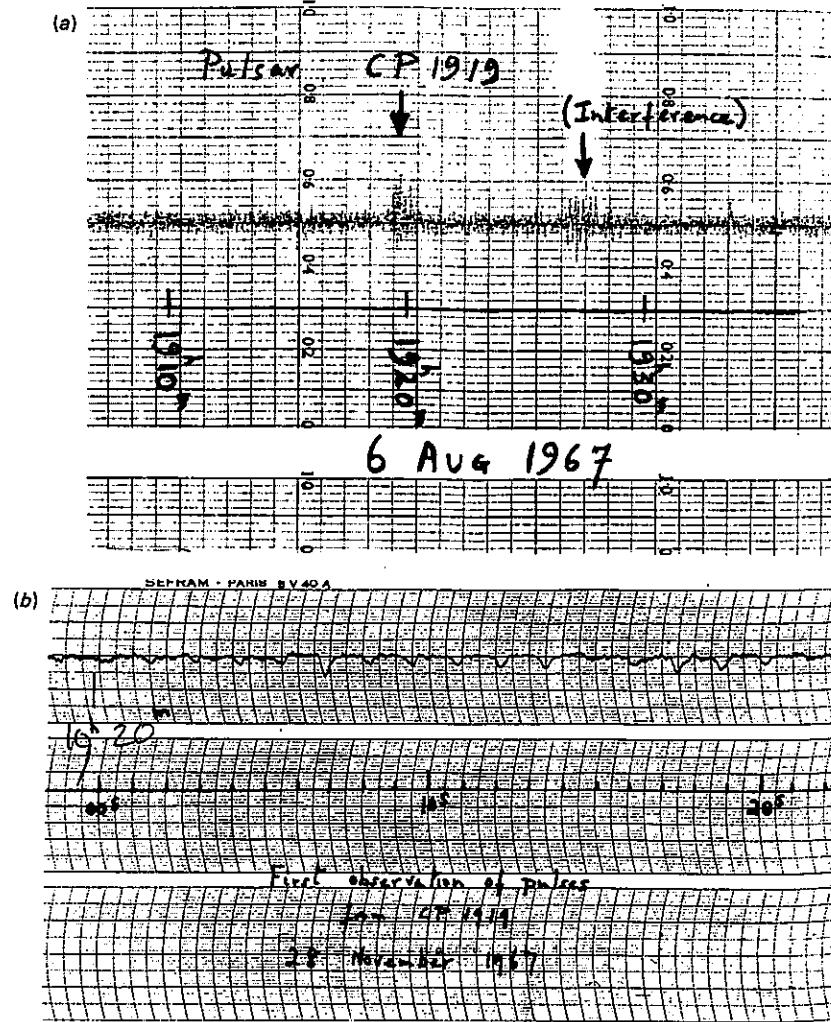


図 18 最初のパルサー PSR1919+21 の発見の記録 [214]。 (a) 奇妙なシンチレーションを示す電波源 (CP1919 と書き込みがある) の最初の記録。この電波源からの信号と、その隣の地球由来の雑音信号との微妙な差に注意されたい。 (b) PSR1919+21 の信号を、最初の記録よりも短い時定数のレコーダーで観測したもの。信号が周期 1.33 秒の等間隔のパルスだけから成ることがわかる。

これらのパルサーの短い周期は、まったく疑問の余地なくパルサーの母体が中性子星であることを証明するものだった。なぜなら、白色矮星が壊れてしまう自転速度は、周期にして 1 秒程度あるいはそれ以上になるからである。さらに、これらの短周期パルサーと若い超新星残骸との一致は、超新星爆発による中性子星の形成の決

定的な証拠を示していた。

1968 年にパッチニー [218] は、中性子星の表面における磁場の強さが  $B \sim 10^6 \sim 10^8$  テスラと巨大にならざるを得ないことを示したが、その翌年に中性子星の電気力学を詳しく研究した最初の論文がいくつか発表された。この磁場はあまりにも強いため、ローレンツ力 ( $v \times B$ ) によって電子が中性子星の表層から引き出されるので、中性子星の磁気圏では電流が存在するはずである [219]。ガン (Gunn) とオストライカ (Ostriker) [220] は、磁化した中性子星の回転によって放射される強い電磁場の中で、いかにして電子を超高エネルギーに加速できるかを明らかにした。

中性子星の内部構造は、改めて精力的に研究されるようになった。パルサー発見以前でも中性子物質の状態方程式は数多くの研究で扱われていたが、大幅に改良された計算がベイム (Baym), ベーテ, ペシック (Pethick), サザーランド (Sutherland) によって 1971 年に行なわれ [221]、その結果を用いて中性子星の標準モデルがつくれられた。状態方程式は原子核密度程度 ( $\rho \sim 3 \times 10^{17} \text{ kg/m}^3$ ) まではよくわかっていたが、それより高い（最も質量の大きい中性子星の中心で見られるかもしれない）密度では不確かな点が残っていた。内部には強い磁場が浸透しているが、このことは中性子星の構造にはそれほど強く影響しないものの、内部の力学的性質には影響を与える。パルサーが発見されるよりずっと前に、理論家たちは、中性子星の内部は超流動状態のはずだと主張していた。中性子星内部のいろいろ異なる状況における中性子-陽子-電子流体の性質の研究によって、内殻と中性子液体相は超流動、また陽子は超伝導状態であることがわかった。磁場はしたがって量子化されて渦糸になり、中性子星の殻にピン止めされていることを 1969 年にベイムたち [222] は示した。

中性子星の内部構造と観測可能な現象とを結びつけたのは、1969 年には座パルサーで発見された“グリッチ”である [223]。電波パルサーはすべて自転速度が減速していることが知られているが、ときおり減速率の不連続な変化（周期が突然縮まる現象）が観測された。ベイムたち [222] によって提案された 1 つの可能性は、中性子星の自転が遅くなるにしたがい、その構造が新たな平衡状態へ不連続に変化して星の殻が変形する“星震”である。しかしこのプロセスだけですべてを説明することはできない。なぜなら、ほ座パルサーなどではグリッチがあまりにも頻繁に起こっているからである。より好まれる解釈は、中性子星の殻にピン止めされた渦糸がはずれるのに伴いグリッチが起こるという説である。グリッチ現象に関して重要な点は、回転速度が定常値に戻るのが驚くほど遅いことである。これは、中性子星の慣性モーメントの相当部分を何らかの形で超流動体が担っており、殻との結合は弱い、ということを示す直接の観測的証拠である。

### 8.5 X線連星とブラックホールの探索

1971年のUHURU衛星による連星X線源の発見は、高エネルギー天体物理学の考え方方にきわめて大きい影響を与えた[224]。1970年代後半に、変動X線源Cyg X-1(はくちょう座X-1)が100msという短い時間スケールでかなりランダムな変動をするのが観測されたが、これはX線源の領域がコンパクトであることを示していた。同様に注目を集めたのは、1971年1月に行なわれたX線源Cen X-3(ケンタウルス座X-3)の観測であった。Cyg X-1とは違って、Cen X-3は周期約4.8秒の規則的なパルスを出していたが、この周期は知られているどの電波パルサーよりも長かった。1971年5月に、このパルス周期はゆっくりと正弦波的に2.1日周期で変化していることが判明した。これは、このX線源が連星系の一員で、パルス周期の変化がその軌道運動によることを示していた。1971年5月6日にこのX線源は突然姿を消し、半日後に再び現われた。このパターンはだいたい2日に1回繰り返され、X線源が連星系の主星によって掩蔽されていることを示していた。これらの手がかりから、主星はX線源と同じ2.1日の連星周期をもつ青色の大質量星と同定された。この発見後まもなく、これと類似したX線源、Her X-1(ヘルクレス座X-1)が発見された[225]。そのパルス周期は1.24秒、軌道周期は1.7日であった(図19)。

Her X-1の短いパルス周期は、その母体が(電波源の場合と同様)中性子星だという強い証拠だった。この系のエネルギー源は降着(アクリーション)であるとされた。降着がX線源のエネルギー源になるという考えは早くから提案されていた。1964年に早川と松岡[226]は普通の近接連星系の降着を検討し、また1966年にシュクロフスキイ[227]は、全天で最も明るいX線源Sco X-1(さそり座X-1)のエネルギー源として、連星の相手の星から中性子星への降着を提唱した。1968年にプレンダーガスト(Prendergast)とバービッジ[228]は、連星系の主星から高密度伴星へ物質が降着する場合には、降着物質は必然的にかなりの角運動量をもつて、高密度星の周りに“降着円盤”が形成されるだろう、と指摘した。主星から高密度の中性子星への物質の降着は非常に強力なエネルギー源であり、落ち込む物質の静止質量の最大5%が解放される。これは、核融合反応で解放される割合よりも桁大きい。

X線源は連星系の一員であるから、中性子星の質量は標準的な天体力学の手法を用いて推定できる。この解析が可能な7つの連星X線源について、その質量が $1.2M_{\odot}$ から $1.4M_{\odot}$ の間におさまるという、きわめて満足のいく結果が得られた。これは、中性子星の質量上限(白色矮星に対するチャンドラセカール限界と同様のもの)とちょうどじつまが合っている[229]。

1973年にマーゴン(Margon)とオストライカー[230]は、連星X線源の光度が

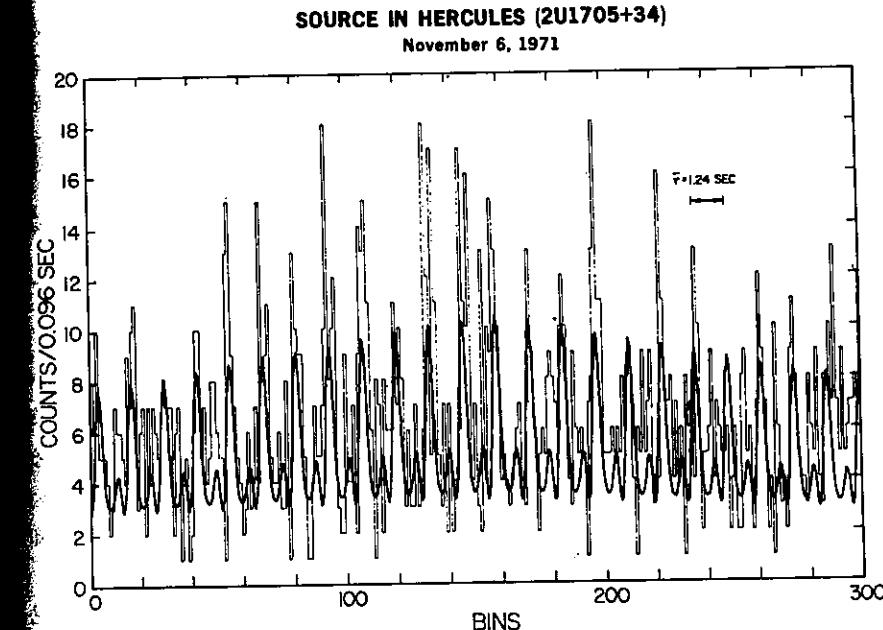


図19 X線パルサーHer X-1の発見の記録[225]。ヒストグラムは0.096秒ごとに観測されたカウント数を示す。連続曲線は観測に最もよく当てはまる周期曲線を示す(望遠鏡がX線源をよぎる時の感度変化を補正してある)。

最大で $L=10^{31} \text{W}$ 程度にもおよび、これは質量 $1M_{\odot}$ の天体への降着としては、エディントン限界光度( $L \leq 1.3 \times 10^{31} (M/M_{\odot}) \text{W}$ )にきわめて近いことを示した。この結果は、許される最大限の光度に近い明るさでX線を放射できる天体が存在することを実証するものだった。さらに、これらのX線源は当然その放射のほとんどをX線波長帯で出しているはずだから、X線が中性子星の表面近くから出ると仮定してシュテファン-ボルツマンの法則を適用すると、このように大きな光度を生み出すには放射領域の温度は約 $10^7 \text{K}$ よりも大きくなければならない、ということが示された。

以上のような考察から、脈動連星X線源(X線パルサー)の標準的なモデルが構築された[231]。相手の星が大質量星の場合、中性子星は強い恒星風の中に置かれ、ある範囲(中性子星の“降着半径”)に入る物質は中性子星に降着する。小質量連星系では、質量移動はロッシュ・ロープから物質があふれ出すことによって起こる。すなわち、主星がそのロッシュ・ロープ(2つの星の重力の等ポテンシャル面)を満たし、物質は重力ポテンシャルのより低い位置に落下して中性子星のまわりに降着円盤を形成する。X線の脈動は、自転する中性子星の極への降着によるものであり、

自転軸とそろっていない強い磁場が物質を極の領域へ導いている、と説明された。X線源 Her X-1 に強い磁場が存在する証拠は、トリュンパー (Trümper) たち [232] によって1978年に発見された。彼らは、そのX線スペクトルの58keV付近に、磁場の強さ  $(4-6) \times 10^8$  テスラに対応するサイクロトロン放射の特徴を確認したのである。

次のステップは、連星X線源の中に、ブラックホールの証跡が何かみとめられないかを調べることだった。孤立したブラックホールの検出は非常に難しく、[ブラックホールから重力エネルギーを引き出せる] 燃料源の近くにいるときのみ、その存在が容易に検出できる。1965年にゼルドヴィッチとグシエノフ (Gusenov) [233] は、シングルライン（片方の星のスペクトル線のみが見える）分光連星から出るX線か $\gamma$ 線が観測されれば、中性子星かブラックホールのしるしになるだろうと提案した。1969年にトリンブル (Trimble) とソーン (Thorne) [234] は、知られているシングルライン連星の暗い方の星のなかに、ブラックホールと考えられるほど重いものがあるかどうかを検討したが、候補になりそうなものは見つからず、また既知のX線源と一致するものもなかった。

ブラックホールの最初の有力候補は1971年に、明るいX線源 Cyg X-1 の中に見出された。Cyg X-1 は9等級の青色超巨星と同定され、この星は周期5.6日の連星系の主星であることが判明した [235]。B型超巨星の質量は  $10M_{\odot}$  より大きいと考えられるので、見えない伴星の質量は少なくとも  $3M_{\odot}$  以上でなければならない。一番もっともらしい値はそれぞれ  $20M_{\odot}$  と  $10M_{\odot}$  であった。見えない伴星の質量は、中性子星として安定に存在できる上限を超えており、したがってブラックホールに違いないと結論された。

このような先駆的な研究がなされて以来、大質量の見えない星を伴うX線連星の好例が3個発見されている。すなわち連星X線源 LMC X-1, LMC X-3, および A0620-00 である [236]。これらはどれもX線強度が短時間変動を示すが、X線の周期的パルスは見出されてない。これらの系の性質を最も単純に解釈すれば、ブラックホールがふくまれている、ということになる。

## 8.6 電波パルサーと一般相対論の検証

一般相対論の最良の検証のいくつかは、電波パルサーによって与えられる。最も重要な系は連星パルサーで、1974年にラッセル・ハルス (Russell Hulse) とジョセフ・テイラー (Joseph Taylor) [237] によって初めて発見された。この最初に発見された連星パルサー PSR1913+16 は、連星周期がわずか7.75時間で、また軌道離心率は  $e=0.617$  と大きい。一般相対論の検証には回転座標系にある正確な時計が必要だが、PSR1913+16 のような系はこの目的には理想的である。連星軌道のいろいろ

ろなパラメーターは、電波パルスの到着時刻の正確なタイミングによって測ることができ、これにより2つの中性子星の質量を含むいくつかの関数の推定値が得られる。一般相対論が重力の正しい理論であるとすれば、2つの中性子星の質量(その値は軌道パラメーターの6つの独立な関数に現われる)は驚くべき精度で理論値と一致する。これらは今までに測定された星の質量としては最も精密なもので、その値は  $1.4411(7) M_{\odot}$  と  $1.3874(7) M_{\odot}$  である。一般相対論とのくい違いが存在するような形跡はまったく見られない [238]<sup>†</sup>。

注目すべき第2の測定は、この連星系が重力波の放出によって軌道運動のエネルギーを失う速度である。PSR1913+16 の軌道の位相変化は17年間にわたり観測され、観測された変化は一般相対論の予言と精密に一致する [238] (図20)。重力波そ

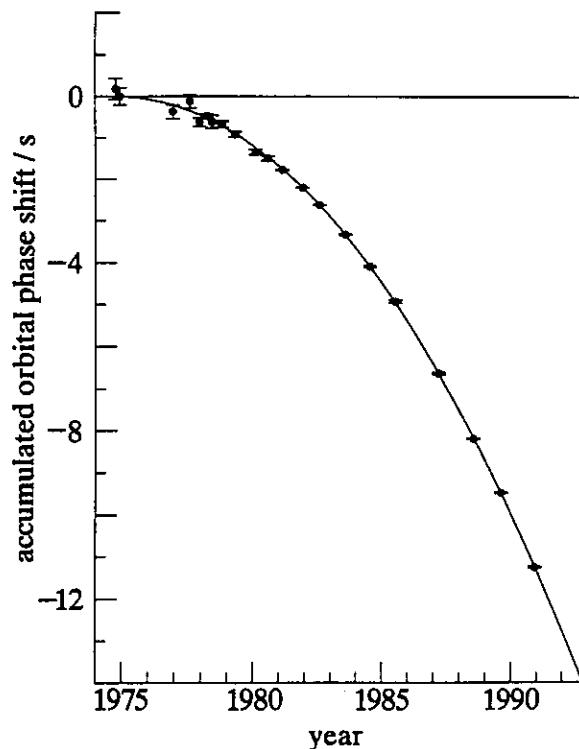


図 20 連星中性子系 PSR1913+16 の軌道位相の時間的变化と、重力波放出のエネルギー損失による累積位相変化(理論的予想値)との比較 [238] [縦軸は積算された軌道位相のずれ (1秒当り)]。

[訳注] Blandford R D, Hewish , Lyne A G and Mestel L (ed) 1993 *Pulsars as Physics Laboratories* (Oxford Science Publications) としても出版されている。

のものは検出されていないが、ちょうどそれに対応するエネルギー損失率が観測されたのである。これは一般相対論にとって非常に重要な結果である。なぜならこれによって、広範な他の重力理論が除外されることになるからである。

パルサーの精密計時の技術は、重力定数が時間とともに変化している形跡の有無を調べるためにも使うことができる [238]。このような検証は、中性子星の内部を記述するのに用いた状態方程式に若干依存するが、もっともらしい一群の状態方程式に対して、 $\dot{G}/G$  の上限はおよそ  $10^{-11}/\text{年}$  となる。したがって、宇宙論的な時間スケールでも重力定数の値はほとんど変化しない。

## 8.7 超新星 [239]

フリツ・ツヴィッキーは1934年に超新星の系統的な探索を始め、1936年にはパロマー山の新しい天文台に設置する広視野18インチシュミット望遠鏡の建設を指揮した。最初の超新星は1937年3月に銀河NGC4157の中に発見され、ついで同年8月26日に渦巻型矮小銀河IC4182でも発見された。ツヴィッキーはその後も、比較的近くの銀河に出現する超新星を、1年に約4個の割合で発見し続けた。パロマー山では1949年に48インチシュミット望遠鏡が建設され、これによってより暗い超新星の探索が可能になり、1年あたりの発見数は平均20個程度になった [240]。

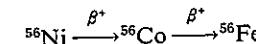
1938年にバーティとツヴィッキー [241] は超新星の典型的な光度曲線を初めて発表した。それによると、初期の爆発的増光が2,3週間続いた後、明るさは半減期約77日で指数的に減少する。1941年にミンコフスキ [242] は、超新星に2つのはっきり異なるタイプがある、という重要な発見をした。I型超新星のスペクトルは幅の広い発光帯から成る。その本性は長らく理解されなかったが、ほとんど30年後にカーシュナー (Kirshner) とオーク [243] が何百本もの  $\text{Fe}^+$  および  $\text{Fe}^{++}$  線の重ね合せと解釈できることを示した。そのスペクトルには水素線は観測されない。これとは対照的に、II型超新星では、最大光度後まもなく水素のバルマー系列が現われる。I型超新星の著しい特徴は、そのスペクトルと光度の推移が実質的にどれも同一だということである。

どちらの場合でも、爆発のエネルギーは莫大なため、星が崩壊して何らかの形のコンパクトな遺物（中性子星かブラックホール）に変わる過程が関係しているはずである。II型超新星の正体は非常に重い ( $M \geq 8M_{\odot}$ ) 星の中心部の崩壊と認められた。このような星は寿命が比較的短いので、生まれた領域からそれほど動いていないはずである。これに対して I型超新星の場合、最も支持を集めているのは、連星系で白色矮星への質量の降着によって引き起こされる、という見方である。降着によって白色矮星の質量がチャンドラセカール限界を超えると、必然的に中性子星への崩壊が起こる。この見方は、水素の吸収線が観測されないこと、スペクトルに鉄

が豊富であること、そしてこの種の超新星がほとんど同一の性質をもつことなどの事実を説明できる。中性子星が連星系で生成されるという見方は、連星の結びつきが爆発によって断たれるとすれば、電波パルサーの空間速度が大きいことも説明できる。

超新星が最大光度後ゆっくりと指数的に減衰することは困った問題だった。その特徴的減衰時間が事実上すべての超新星で同じだったからである。1961年にパンキー (Pankey) [244] はその学位論文で、この減衰は爆発によってつくられた放射性

核種の崩壊にともなうものではないかと提案したが、この考えは1969年にコルゲート (Colgate) とマッキー (McKee) [245] によって厳密な天体物理学的基礎を与えられた。星が崩壊して中性子星が形成される過程で、爆発的な核種合成が起こり、そこで生成される核種のなかに  $^{56}\text{Ni}$  がある。この同位核は次のように崩壊する。



最初のベータ崩壊の半減期はわずか6.1日であるが、2番目のベータ崩壊は77.1日の半減期をもち、これが指数的に減衰する超新星の光度のエネルギー源と考えられる（1個の  $^{56}\text{Co}$  核の崩壊につき  $3.5\text{ MeV}$  のエネルギーが  $\gamma$  線として解放される）。超新星の光度の指数的減衰は、爆発の際につくられ膨張する超新星の外層に排出される放射性ニッケルに由来するのである。

20世紀の超新星研究における最も重要な出来事は、言うまでもなく、われわれの銀河系の矮小伴銀河の一つ、大マゼラン星雲で起こった超新星爆発である。SN1987A と呼ばれるこの超新星が光学的に初めて観測されたのは1987年2月24日で、同年5月半ばには実視等級で約3等級に達した [246]。この超新星の位置は、明るい青色超巨星 Sanduleak-69202 と正確に一致したが、この星は超新星爆発の後、姿を消した。このことは、この超新星の前駆天体が大質量の早期型B3星であったことを示していた。

非常に幸運だったのは、爆発時に日本のカミオカンデ実験とオハイオの岩塩坑におけるアーヴァイン-ミシガン-ブルックヘヴン (IMB) 実験のニュートリノ検出器が稼働中で、両方の実験でニュートリノの一団の到来が確信のもてる精度で示されたことだった [247]。検出されたのは、エネルギーが6ないし  $39\text{ MeV}$  のニュートリノでその数はわずか20個だが、これらは2カ所の検出器にはほぼ同時に到着し、持続時間はおよそ12秒であった。超新星が光で観測されたのは、ニュートリノ・パルスから何時間かたった後である。このことは、ニュートリノが前駆天体の崩壊の中心から直線に飛び出して来るのに対し、光は超新星の外層を拡散しながらしみ出して来る、という見方とつじつまが合っている。このような考察と、測定されたニュートリノのエネルギーとから、ニュートリノの質量の上限が  $m_{\nu} \leq 20\text{ eV}$  とおさえ

られた。超新星からのニュートリノフラックスの観測は恒星進化の理論にとって非常に重要な意味をもっている。この超新星のニュートリノ光度は、中性子星の形成から期待されるのとほぼ同程度の大きさ ( $E \sim 10^{46} \text{ J}$ ) であった。

この超新星の光度曲線は、最初の爆発からほとんど5年間にわたり追跡された(図21)。最初の爆発の後およそ800日くらいは、光度は特徴的な77日の半減期で指数関数的に減衰し、その後、減衰率はゆるやかになった[246]。この超新星の光度を説明するためには、約 $0.07M_{\odot}$ の $^{56}\text{Ni}$ が超新星の外層に生じたとしなければならない。この数字は爆発的核種合成の理論的予想とよく合っている。爆発から6ヶ月以内に $^{56}\text{Co}$ の $\gamma$ 線のラインとみられるものが見つかり、また光度の指数的減衰が始ま

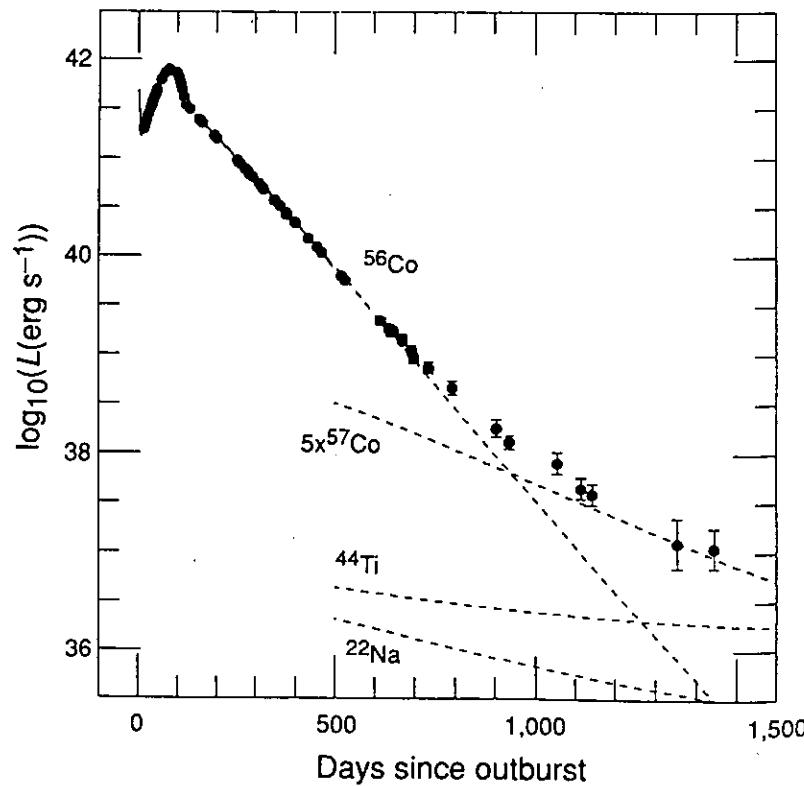


図 21 超新星 SN1987A の光度曲線(シェヴァリエ [246]による)。縦軸は超新星の全放射光度(紫外線、可視光、および赤外線の波長帯にわたって積分した光度)で、最初の5年間を示す。いろいろな放射性核種が吐出すエネルギー(破線)は以下の初期質量に基づく： $^{56}\text{Ni}$ (すぐに $^{56}\text{Co}$ に変わる)が $0.075M_{\odot}$ 、 $^{44}\text{Ti}$ が $10^{-4}M_{\odot}$ 、 $^{22}\text{Na}$ が $2 \times 10^{-6}M_{\odot}$ 、 $^{57}\text{Co}$ が $0.009M_{\odot}$ (これは太陽の同位体比 $^{56}\text{Fe}/^{57}\text{Fe}$ から予想される値の5倍になる)。[横軸は超新星爆発からの日数]

とすぐに赤外線スペクトル中にコバルトとニッケルの微細構造線も見出された。これらの観測全体は、超新星光度曲線の放射能起源説、および、超新星爆発における鉄ピーク元素の生成の直接の証拠を与えるものである。

## 星間媒質の物理学

1939年までに、星間物質はさまざまな形態で存在していることが確立していた。星間物質による吸収線や距離に伴う星間滅光(extinction)の変化の研究から、星間媒質中[248]には希薄なガスと塵が存在していることがわかった。1920年代の初期には、惑星状星雲の中心にある星やO型星は極めて高温であり、紫外線波長域で大量のエネルギーを放射していることが認識されていた。ラッセル[249]は、ガス状星雲や惑星状星雲に見られる輝線を励起する機構が光励起であることを示し、エディントン[250]は、その結果、ガスの温度がおよそ10000Kに達することを明らかにした。1926年に、ドナルド・メンツェル(Donald H. Menzel)[251]はこのモデルを惑星状星雲に適用し、パルマー輝線は中心星からの紫外線放射を受けて起こる水素の光電離と、それに続く陽子と電子の再結合に関連していることを示した。この描像は、1926年にヘルマン・ザンストラ(Herman Zanstra)[252]によって詳しく調べられた。彼は惑星状星雲の中心星の温度を約30000Kと仮定した。次の論文[253]で、彼は水素の光電離と再結合について記述し、13.6eV以上のエネルギーの光子はそれぞれ1個の水素原子を電離すると述べている。

1939年にデンマークの天体物理学者ストレムグレン[254]は、星間媒質中の電離ガス領域との関連で光電離が重要であることを議論した。彼は星間ガスの電離度が中心星からの距離とともにどう変化するかという問題を解いた。また、その電離度が、ガス密度やガスを励起する紫外線の供給源である中心星の温度にどう依存するかを計算した。電離領域の半径は、電離を引き起こす放射(波長 $\lambda \leq 91.2 \text{ nm}$ )のフラックス(流束)に強く依存する。ストレムグレンはまた、電離ガス領域(しばしばストレムグレン球と呼ばれる)がたいへんはっきりした境目を持っていることを示した。これはH II領域として知られている電離水素領域の性質にぴたりと一致している。最も高温の星であるO型やB型の星が、これら電離水素領域中に見つかっている。

1868年の発見以来、分光学研究者の挑戦をはねつけてきた“ネビュリウム”線<sup>†</sup>が、1928年、アイラ・ボウエン(Ira Bowen)[255]によってついに同定された。現在の言葉で言うと、“ネビュリウム”線はありふれた元素イオン[訳注：酸素の2回電離

<sup>†</sup> [訳注] 星雲線。惑星状星雲に見られる輝線を出す未知の元素をこう呼んだ。

イオンO III]の準安定状態間の禁制遷移に関係している。これらの線スペクトルは、それまで実験室では観測されていなかった。それは密度が高過ぎて、衝突によって準安定状態が消滅してしまうからである。

星間ガスについてのこの描像は、すべて光学観測をもとに導かれたものである。第二次世界大戦の後になると、電波や、赤外線、紫外線、X線などの波長域での観測が可能になり、星間媒質が極めて複雑であることを明らかにした。

### 9.1 中性水素と分子線天文学

中性水素の21cm線の予言は、電波天文学の誕生にかかわる見逃すことのできない物語の1つである[256]。ヤン・オールト (Jan Oort) は、第二次世界大戦中のドイツによるオランダ占領の期間中、ライデン天文台の台長であった。この間天文学のセミナーは、ライデン天文台の地下室で秘密裡に開かねばならなかった。アメリカの *Astrophysical Journal* は毎号ライデンに到着しており、1944年にはリーバー (G. Reber) による銀河面の連続波 [訳注：線スペクトルではなく連続周波数をだす電波] の電波地図が掲載されていた。ヘンドリク・ファン・デ・フルスト (Hendrik van de Hulst) [256] から引用する。

1944年の春、オールトは私にこう語った。「リーバーの論文をコロキウムでとりあげよう。君がそれを読んで、紹介してくれるとありがたいのだが。ところで電波領域で、もし1本でもスペクトル線があれば電波天文学は間違いなく極めて重要な役割を果たす。つまりそうなれば、光天文学でなされている銀河の微分回転の手法を使える」

ファン・デ・フルスト [257] は挑戦を開始し、原子や、イオン、分子などが電波領域で線スペクトルを放射し得る多くの場合を調べた。最も重要な予言は、中性水素が波長21.106cmで超微細構造線の放射をするはずだ、というものだった。それは水素原子を構成する陽子と電子の相対的スピンが変化するときのわずかなエネルギー差による放射である。オールトとアレックス・ミュラーは、21cm線を最初に検出する光榮を手にするはずであった。しかし最初の受信機は火災で焼失した。21cm線検出の一番乗りは、1951年ハーヴァード大学のハロルド・ユーイン (Harold I. Ewan) とエドワード・パーセル (Edward M. Purcell) [258] によってなされ、6週間後にミュラーとオールト [259] はこの線スペクトルを測定した。われわれの銀河の中性水素の分布を示す最初の電波地図、および決定された銀河の回転曲線は、1952年に発表された。1953年までにマゼラン雲中の中性水素が検出され、1954年には銀河中心における高速運動の性質および21cm線の吸収スペクトルが初めて測定された。1958年にオールトとカー (Kerr), ウエスターハウト (Westerhout) [260] は、

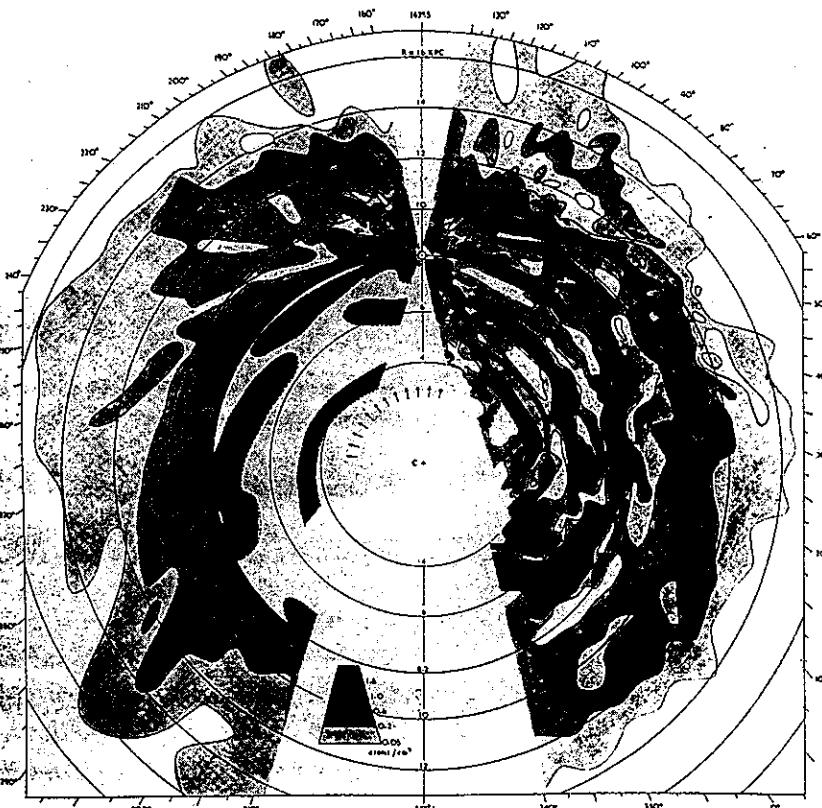


図 22 銀河面上の水素原子の分布 [260]。太陽-銀河中心の距離は8kpcと仮定している。図の外周に付けてある数字は銀経を示している。この図を作るにあたって、中性水素は標準の回転曲線によって与えられる速さで銀河中心の周りを円軌道で回転していると仮定している。

有名な銀河面中の中性水素の分布図を発表した(図22)。これはオランダでの観測とオーストラリアのシドニーでの観測を結合して作ったものである。中性水素は銀河面全体に普遍的に存在しており、太陽を越えて銀河系のもっと外側にまで広がっているので、銀河の回転曲線を決定することができる。銀河中心の周りの太陽軌道附近およびその外側での回転曲線は、著しく平らであり、 $v(r)=\text{一定}$  となっている。これはわれわれの銀河のハローに暗黒物質が存在していることを示唆している[261]。

電波天文の出現する以前から、星間空間には大量の分子が存在することが知られていた。CHや、 $\text{CH}^+$ 、CNの分子は光学領域に電気遷移があり、これらの分子が関係する吸収線群は明るい星のスペクトルではよく知られていた。電波領域で

検出された最初の星間空間の分子は水酸基 OH であり、1963年に 18 cm の波長で、明るい電波源カシオペア A を背景に吸収線として観測された [262]。ほどなく 1965 年に水酸基の線スペクトルが輝線としても観測された [263]。驚いたことにこの電波源は極めてコンパクトであり、その強度が変動していた。その輝度温度 [訳注：問題にしている周波数での放射強度を黒体放射で出したときの黒体の温度] は、 $T_b \geq 10^9 K$  といへん高く、このことは放射機構に何等かのメーザー増幅作用が関与しているに違いないことを示している。これは、星間空間にある他の分子の集中的探索の始まりであった。1968年にはアンモニア  $NH_3$  が検出され、次の年には水蒸気  $H_2O$  とホルムアルデヒド  $HCHO$  が発見された。これらの分子はすべて何らかのメーザー作用を伴なっている。

カギとなる発見は、1970年にウィルソン (Wilson) および、ジェファーツ (Jefferts), ペンジアス (Penzias) [264] によって最初に観測された一酸化炭素分子 CO の強度がといへん大きかったことである。CO は最も簡単な分子のひとつであり、隣接する回転のエネルギー準位状態間の電気 2 重極遷移による線スペクトルを放射する。水素分子は電気 2 重極モーメントをもたない。そのため、CO はミリ波とサブミリ波で線スペクトルを検出でき、水素分子の分布をさぐるトレーサーの役を果たすことのできる、最も大量に存在する分子であると考えられている。その時以来、星間媒質中に存在が知られている分子の種類は、急速に増えていく、ほぼ 100 種類の分子が現在までに検出されている。その中には、注目すべきいくつかのアセチレン鎖や、実験室では不安定で存在できないが星間空間の低密度の条件では生き残れるある種の分子が含まれている。

星間空間に分子が発見されたことは驚きであった。それは、例外的に強く結合した分子を除いて、希薄な星間媒質中では紫外線によってどんな分子も解離すると考えられていたからである。だがこの議論は塵による遮蔽の役割を無視していた。塵は分子を紫外線から守るのである。分子ガスは銀河面全体にわたって存在している。そして最初の分子の分布図が作られるすぐに、かなりの割合の分子が巨大分子雲に属していることがわかった。それらは典型的には、およそ  $10^6 M_\odot$  の質量をもっている。1970年代後半までに、これらの分子雲には多くの細かい構造があり、それらは星の形成されている場所であることが明らかにされた。巨大分子雲はミリ波とサブミリ波の放射に対して透明であり、そのため幅の狭い分子線は分子雲内部の力学的運動をさぐる絶好の手段となっている。極めて多種類の分子の存在と高密度の星間塵によって、“星間化学” [265] という新しい分野が誕生した。分子雲中に現在観測されている多くの分子の存在とその比率を理解するには、気相反応とともに塵や微粒子の表面での分子反応の究明が必要である。

## 12 マルチフェーズ星間媒質

広がった星間媒質の理論は、ライマン-スピッターの 1948 年に始まる一連の論文の主題であった。1950 年に彼とマルコム・サヴェドフ (Malcolm Savedoff) [266] が、広がった星間ガスの加熱・冷却過程を詳細に研究した。彼らはエディントンやストレムグレンの結果を確認し、さらに加えて次の事実を見出した。すなわち、広がった媒質の温度は、宇宙線の電離損失による加熱と、C I, C II, Si II の低位の励起状態に伴うエネルギー損失とのバランスによって決定される。広がった星間媒質の典型的な温度は約 60 K と計算された。このように温度が低いことは、何年か後に、中性水素の 21 センチ線の観測によって確かめられた。

冷たい中性水素雲をどう閉じ込めるかという問題が残っていたが、これは 1969 年にフィールド (Field), ゴールドスマス (Goldsmith), およびハビング (Habing) [267] によってきれいに解決された。彼らが考えたのは、星間空間の高エネルギー粒子によって加熱される媒質の熱安定性だった。1965 年にフィールド [268] は、いろいろ異なる天体物理学的状況下での熱不安定性を詳しく調べ、100 K ないし 3000 K という中間の温度領域では熱的に安定な相が存在しないことを示した。安定な相は、低密度で高温 ( $T \sim 8000 K$ ) のガスと圧力平衡にある低温 ( $T \sim 20 K$ ) のガスから成るものであった。この描像は、星間媒質の 2 相モデルと呼ばれるようになった。広がった中性水素雲の温度のこの推定値は低すぎたが、1 つの解決策は、ガスを冷やす主要因の 1 つである星間炭素が、星間塵粒子に閉じ込められるので、宇宙元素組成に比べ欠乏しているという考えだった。

広がった星間媒質についてのこの見方は、1972 年に打ち上げられたコペルニクス紫外線分光衛星の観測によって、すぐに検証されることになった。星間媒質中の重い元素の存在量は、宇宙元素組成に比べて欠乏していることが確かめられた [269]。媒質中の非常に熱い成分が、高温星の方向での O VI の吸収線の観測で検出された [270]。水素分子も赤化した星の方向に検出され、その減光が大きいほど中性水素の柱密度も大きいことがわかり、その形成には塵粒子の触媒作用が絡んでいると推察された [271]。

星間媒質からの軟 X 線背景放射の発見は、この描像をさらに複雑にした [272]。この観測によれば、X 線放射の強度と中性水素の柱密度の間には強い逆相関が見られ、軟 X 線が星間中性水素による吸収を受けていることを推測させた。この吸収にもかかわらず、これは星間媒質を起源とする広がった軟 X 線放射が存在する明白な証拠であった。1974 年にコックス (Cox) とスミス (B. W. Smith) [273] は、この成分について説得力のある説明を与えた。超新星残骸が 1-10 keV の波長帯で強い X 線源であることは観測衛星 UHURU によって示されていたが、この X 線は当然、超

新星爆発で非常に高温に熱せられたガスの制動放射だと解釈された。コックスとスミスが見出したのは、この銀河系で超新星はかなり頻繁に起こるので、熱い、昔の超新星の残骸が重なり合い、浸透することによって、星間媒質中に熱いガスのトンネルが連なって生じるということだった。近傍の中性ガスや高温ガスの分布を詳しく調査した結果は、太陽が100万年以上前に起こった超新星爆発で空いた熱いガスの空洞の中にあることを示唆していた [274]。

これらの考えは統合されて“激しい星間媒質”という描像ができた [275]。100万Kという非常に熱い成分、約1万Kの熱い中性ガス、および約100Kの冷たい、広がった媒質がほぼ圧力平衡の状態にあるが、それに加えて巨大な分子雲も存在する。この媒質はつねに超新星爆発の衝撃にもまれているが、それが巨大分子雲の形成と冷却に関わっているかもしれない。またこのガスは、銀河系の渦巻腕の重力の影響を受け、強くかき乱されている可能性もある。

### 9.3 星の形成

1945年にアルフレッド・ジョイ (Alfred Joy) [276] は、星雲状の塵とガスの雲の奥に存在している変光星、T-Tauri型星（おうし座T型星）に注目した。そのスペクトルには顕著な複数の輝線があるが、これらは1本の吸収線スペクトルに重なっており、吸収線は太陽とほぼ同じ質量の星のスペクトルに一致している。1947年に、ヴィクトール・アンバルツミアン (Viktor Ambartsumian) [277] は、T-Tauri型星は形成過程にある低質量の主系列星であると論じ、1952年にジョージ・ハービック (George Herbig) [278] はこれらの星が [HR図上で] 主系列星より上側に位置していることを示した。極めて若い星団であるNGC2264を研究したメール・ウォーカー (Merle Walker) [279] により、このアイデアは正しいことが証明された。ウォーカーは光度の大きなO型星やB型星に加えてT-Tauri型星も調べ、この種の星が主系列星より上側に位置していることを示した。彼はT-Tauri型星を、主系列に向かって収縮しつつある星と解釈した。

ウォーカーが主系列以前の星の進化の研究に用いたモデルでは、主系列に向かって星が準静的に収縮して行くとき、星の内部でのエネルギー輸送は放射が担うと仮定していた。この結論が正しくないことは、1961年に林忠四郎 [280] によって示された。林は星の準静的モデルの安定性を解析し、その中でエネルギー輸送は放射ではなく対流によるとしている。彼はそれ以前に、巨星分枝にある星の安定性を調べており、対流によるエネルギー輸送が星全体にまで拡大するときには、[HR図上の]限られた領域でのみ星のモデルをつくることができることを示していた。この林限界 (Hayashi limit) とは、赤色巨星の外層の膨張が最終的に停止する限界のことを行う。ヘルツシュブルング-ラッセル図 (HR図) 上を進化する星の林トラック [誤

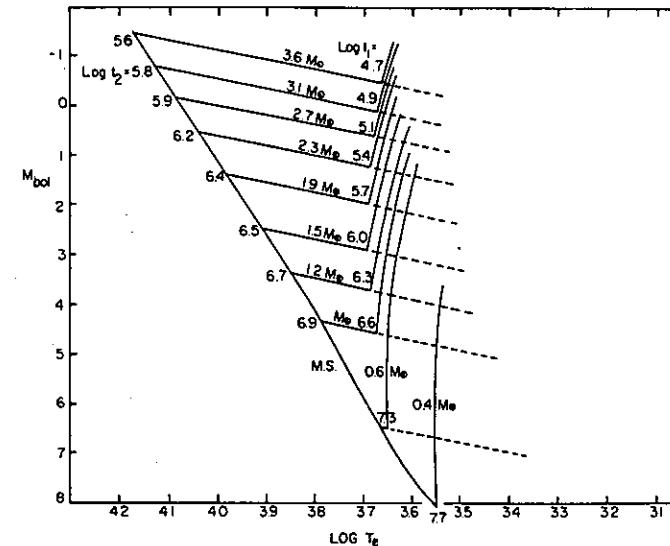


図 23 重力収縮の過程にある、異なる質量の星に対する林の進化トラックと年齢 [280]。時刻  $t_1$  は転回点における年齢を、また時刻  $t_2$  は星が主系列に達する点における年齢を、年で表している。

注：原始星の進化の道筋】は、ほとんど垂直方向であり、完全に図の右側、すなわち  $T \sim 3000\text{--}5000\text{K}$  の表面温度の低い領域に現われる。林トラックの右側の星に対しては、準静的な解は存在しない。すなわち、星は中心温度が上昇し放射によるエネルギー輸送が主要な過程になるまで、林トラックを下りながら進化を続ける。林が研究した異なる質量の星に対する進化の道筋の例を、図 23 に示す。これは彼の有名な論文にあるものである。林は、ヘルツシュブルング-ラッセル図上で、林の進化トラックがたどる領域にまさに T-Tauri 型星が存在していることを示した。

星形成が、大量の塵を含むガス雲に関係していることは、すでにはっきりしていた。しかし星形成過程における塵のはたす中心的な役割は、1965年にエリック・ベックリンとゲリー・ノイケバウアー [281] がオリオン星雲に、これこそ赤外線原始星、と彼らが信じた1つの天体を発見して、やっと認識されたのである。彼らの先駆的な波長  $2.2\mu\text{m}$  の観測で発見された赤外線源の中に、1個の同定できない天体があった。翌年になって彼らは、その温度が  $700\text{K}$  であることを示したが、これは最も低温の星の表面温度よりはるかに低かった。検出器が1個しかない望遠鏡で、星形成領域の赤外線強度分布の図をつくるには多大の時間を要したが、星形成領域の近傍に、強く、コンパクトな遠赤外線源が発見された。これらのうちのいくつかの遠赤外線の光度は、 $10^3\text{--}10^5 L_\odot$  という驚くべき明るさであることがわかった。ベックリン-

イゲバウアー天体の類が原始星であることを示すのは、どうやってみてもたいへん難しいことがわかった。原始星の重力収縮からエネルギーを引き出している天体が存在している可能性より、O型星あるいはB型星がすでに形成されていて、それが星をつくった塵を含む高密度の分子雲の奥深くに隠されている可能性が高かったのである。

これらのいろいろな研究への最も重要な貢献は、1983年に打ち上げられたIRAS(赤外線衛星)によってもたらされた。その観測によって、星形成において塵が重要であることが、はっきりと確認された。塵はエネルギーの変換を行う。すなわち塵は原始星や若い星の光や紫外線を吸収し、吸収したエネルギーをそれによって暖められた塵の温度で再放射する。この機構は、原始星へ降着円盤を形成しながら落ちて行く物質の重力エネルギーを捨て去る極めて効率的な手段であることがわかった。この種の星の外層が、遠赤外線波長で透明だからである。星形成領域では、明るい遠赤外線源だけでなく、 $1-100L_{\odot}$  の範囲のより低い光度の天体も発見された。これらはおそらく、太陽質量程度の星になる前の姿であろう。IRASの最も重要な初期の発見の1つは、若い星をとりまく塵の円盤の検出であり、惑星はその構成物質から形成されると解釈されている。

星形成の理論は、現代天体物理学の中で議論百出の分野である。なぜなら巨大分子雲中の密度の濃い部分から出発して一人前の主系列星までの進化の全期間にわたって、星が準平衡状態にあると仮定することはとても出来ないからである。はるか昔の1902年に、ジェイムズ・シーンズ [282] は重力収縮の条件を見いだした。それは、雲の中での圧力勾配から生ずる収縮を妨げる力に、重力が勝たねばならない、というものである。これは重力収縮のシーンズ条件として知られている。十分大きなスケールでは、重力は常に支配的な力となる。この理論の現代版では、収縮する雲は収縮につれて温度が上がるが、ただし放射に対して透明であるかぎり放射による冷却が起こり、これを考慮しなければならない。ひとたび雲が放射に対して不透明になると温度上昇が起こり、収縮の詳細はコンピューターシミュレーションによって追跡するしかない。このような計算の最初のものは、1969年のリチャード・ラーソン (Richard Larson) [283] によるものであり、その中で彼は、収縮する雲の中で小さくて密度が高い(コンパクトな)核ができ、その核へ物質が降り積もって星が形成されることを示した。そうなれば、塵の外層が光や紫外線の放射を吸収しちょうどベックリンとノイゲバウアが発見したばかりの赤外線源として観測されるであろう。このような筋書きを彼は示した。これらのアイデアはやがて、1980年代のフランク・シュー (Frank Shu) と彼の共同研究者 [284] による星形成過程の標準的な描像へとつながっていく。原始星の核は流体静力学的平衡となり、物質は物質降着にともなう衝撃波をくぐり抜けて核に降りそそぐ。降りそそぐ物質が持つ

込む重力場の結合エネルギー(重力エネルギー)は、放射として解放され、塵の外層で吸収されるが、塵は  $1000K$  程度以上の温度にはなれない。その温度以上では塵の粒子は蒸発してしまうのである。塵の殻は吸収したエネルギーを、遠赤外線領域で再放射する。

さてここで、さらにもう1つの話を付け加えねばならない。1970年代の終わりに、若い星の電波強度図がミリメートル波帯で描かれた。そこに示されたのは、物質が落ち込む証拠ではなく、赤外電波源 L1551 中の分子ガスが、後に双極流 [285] として知られる形をとて源から吹き出している、と思われる様子であった。これらの分子流の吹き出しの速度は、最高で  $150 \text{ km/s}$  に達し、その総和が  $10^{36}-10^{40} \text{ ジュール}$  に達する大量のエネルギーを星から引き出している。これらの吹き出しは、若い星の近傍で見られる各種のエネルギー現象に関わっていると考えられている。すなはち、ハーピック・ハロー天体、高速度水蒸気メーザー源、衝撃波により励起された水素分子、光で見えるジェットなどである。これらの吹き出しの起源は、はっきりわかっているわけではないが、原始星や若い星があるところに発見されるようである。

## 10 銀河と銀河団の物理

### 10.1 銀河

銀河の質量は  $10^7 M_{\odot}$  程度の矮小銀河から、最大のものでは  $10^{13} M_{\odot}$  にも達する超巨大楕円銀河までさまざまである。矮小銀河の存在はフリッツ・ツヴィッキー [286] が、パロマー山の18インチシュミット望遠鏡で行なった観測で1930年代後半で発見された。例外もないわけではないが、単位体積あたりの、すべての型の銀河の光度分布は、ポール・シェヒター (Paul Schechter) [287] が1976年に提案した光度関数、

$$\phi(L) dL = AL^{-\alpha} \exp(-L/L^*) dL$$

一般にはたいへんよく表現することができる。1977年には、ジェームス・フェルテン (James Felten) [288] は銀河の光度関数の多くの観測結果を調べた結果、それもがシェヒターの提案した関数でかなりよく表現できることを確かめた(図10.1)。 $L^*$  の値は光度関数が折れ曲がる光度に相当し、 $L^* = 10^{10} L_{\odot}$  程度である( $L_{\odot}$  は太陽の光度)。指数  $\alpha$  の値はおよそ 0.25 であり、光度関数は矮小銀河のほうに長くなっている。われわれの銀河系の光度はおよそ  $0.5 L^*$  であり、多数の渦巻銀河の中でも最も明るいものというわけではなく、典型的な銀河である。

銀河物理の研究で重要なテーマの1つが銀河内部の質量分布である。これは観測はたいへん難しいテーマである。1970年代後半からは撮像管や CCD 検出器が

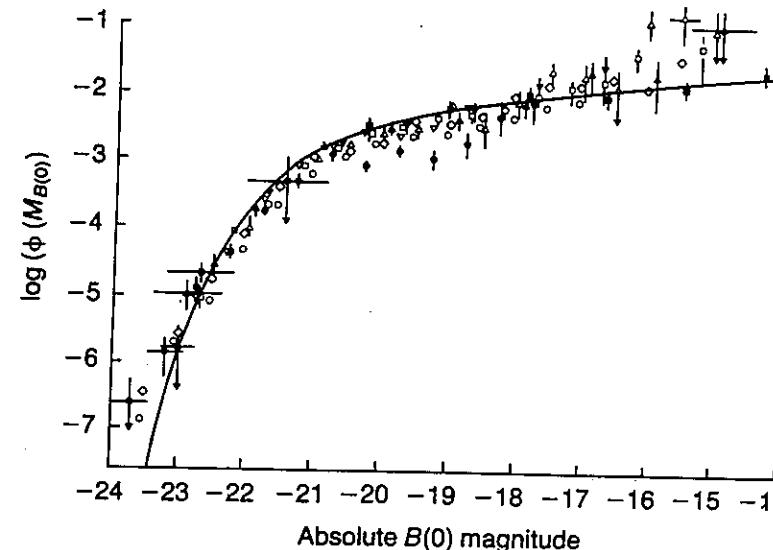


図 24 フェルテン (Felten) [288] がさまざまなサーベイ観測の結果を使って 1977 年に求めた銀河の光度関数。実線はデータに最もよく合うシェヒター関数。

天文学の観測で用いられるようになり、銀河の長スリットスペクトル観測の能率が向上した。ヴェラ・ルービン (Vera Rubin) と彼女の共同研究者は銀河の回転曲線の観測を系統的に開始した [289]。ルービンたちはたいへん長いスリットをもつ分光器を使い、速度場のよい目安となるシャープな輝線スペクトルを撮影して、銀河全体におよぶ回転曲線を求めた。光での観測を補ったのが中性水素原子の波長 21 cm の電波による観測である。21cm 線による観測は、光によるスペクトル観測より銀河のずっと外側まで回転速度曲線を調べることができる。

どちらの観測も、銀河の外側では回転速度曲線が、観測できる範囲では一般に極めて平坦になる、つまり  $v_{\text{rot}} = \text{一定}$  となることを示した。質量分布が球対称なら、回転速度が一定ということは、半径  $r$  の中にある質量が中心からの距離に比例すること、つまり  $M(< r) \propto r$  となることを意味している。渦巻銀河の表面輝度が中心からの距離とともに、 $r^{-2}$  よりも速く減少するという事実と比べると、この結果は、極めて対照的である。銀河の質量光度比は渦巻銀河の外側の領域では著しく大きくなっているはずである。このため、銀河のハローには大量の「暗黒物質」があるはずであるといわれている。大型の渦巻銀河には、光り輝く天体の約 10 倍の暗黒物質があるはずである。橢円銀河についても同様の結果がその球状星団の研究 [290] やその X 線放射の表面輝度 [291] から得られている。

渦巻銀河のまわりに暗黒ハローが存在することを示す別の天体物理学的な論拠を

オストライカー (Ostriker) とピーブルズ (J. Peebles) [292] が 1973 年に議論した。彼らは、回転する円盤状銀河には相当の質量を持つハローがついていないと、力学的に不安定となり、棒状構造が発生してしまうと指摘した。円盤が安定になるためには、系全体のポテンシャルエネルギー  $|U|$  に対して円盤の回転運動エネルギー  $T_{\text{orb}}$  は 14% 以下でなければならないとした彼らの結果は、その後の研究でも正しいことが裏づけられた。渦巻銀河のまわりの暗黒物質のハローは銀河円盤を安定化する作用をもつ。

## 10.2 銀河団

銀河が集団化する様子は、ほんの数個の銀河からなる小銀河群から巨大銀河団や超銀河団にいたるまで、さまざまなスケールの現象として観測されている。銀河の集団化の様子は東辻と木原 [293] が 1969 年に相関関数を用いて定量的に表現した。この手法はその後ピーブルズとその共同研究者が精力的に研究し、1970 年代に一連の重要な論文が発表された [294]。銀河の 2 体相関関数は、任意の銀河からの距離  $r$  における数密度を  $N(r)$  とし、距離  $r$  のところにある銀河の数が平均値  $N_0$  より多い確率を  $\xi(r)$  とすると、次の形に書くことができる。

$$N(r) dV = N_0 [1 + \xi(r)] dV$$

ここで 2 体相関関数  $\xi(r)$  は、指数関数  $\xi(r) = (r/r_0)^{-\gamma}$  で表現でき、 $\gamma = 1.8$ 、 $r_0 = 8 \text{ Mpc}$  である。この関数は銀河の集団化を 200 kpc から 10 Mpc のスケールではよい表現となっている。10 Mpc より大きなスケールでは、相関関数の値は大きなスケールとなるほど急激に減少する。

実際には、銀河の分布はこれよりずっと複雑である。1970 年代にピーブルズたちは、リック天文台でなされた銀河の計数観測から、銀河団の大きさより大きなスケールでは銀河の分布は糸状の構造あるいは細胞状構造を示すことを示した [294]。

図 25 はマーガレット・ゲラー (Margaret Geller) とジョン・ハクラ (John Huchra) のグループが観測した 14000 個以上の明るい近傍の銀河の大規模な分布を示す。銀河が一様に分布しているとすると、この図での点の分布は一様になるはずである。ところが、この図には銀河の数密度が平均値に比べて著しく低い大きな「穴」があり、銀河の連なった長い「フィラメント」があることが読みとれる。図 25 に見られる大きな穴の大きさは銀河団の大きさの約 30-50 倍もある。リチャード・ゴット (Richard Gott) とその共同研究者 [295] は、銀河の分布の大規模なトポロジーがスポンジのようであることを示した。スポンジの物質にあたるところが銀河の分布する位置を表し、穴が超空洞を表す。銀河の分布も超空洞も近傍の宇宙全体に連続的につながっている。これらの構造は宇宙で知られている最も大きい構造である。宇宙論の最大の問題の 1 つは銀河の分布に見られる大規模構造とマイクロ波の背景放射

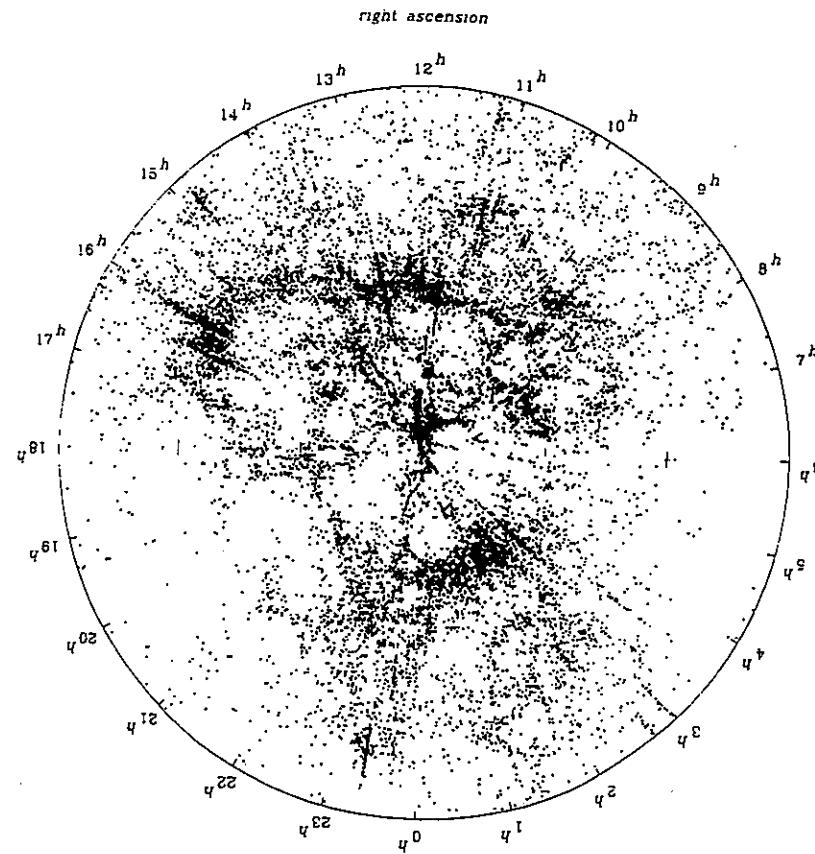


図 25 ハーヴィード・スミソニアン天体物理学センターが行なった銀河探査により、求められた近傍の宇宙での銀河の分布。赤緯 8.5 度から 44.5 度の帯状の領域にある銀河の完全な観測により得られた 14000 個以上の銀河を含む。われわれの銀河系はこの地図の中心にあり、この地図の円の半径は 150 Mpc である。この帯状領域にある銀河の分布の大規模構造を示すため、この地図では個々の銀河の位置を平面上に投影して示してある。重力的にまとまつた大きな銀河団では内部運動の大きさが秒速約 1000 km 程度に達するため、そのような銀河団の銀河はこの図では半径方向に延びた「指」のような分布となる。[right ascension: 赤経]

が極めて一様であることと、どうやって両立させることができるかということである。

かみのけ座銀河団のような大きな銀河団では、銀河の横断時間、 $t_c = R/v$ 、は宇宙年齢よりもずっと短い。この式で、 $v$  は銀河団中の銀河の平均速度、 $R$  は銀河団の大きさを表す。つまり、このような銀河団は重力相互作用による統計的平衡状態にあると言ってよい。このような大型の銀河団については、その質量を求めるのにビリ

アル定理 [141] が適用できる。ビリアル定理から求めた質量は、銀河団の総光度から推算される質量よりはるかに大きく、銀河団によっては  $3 \times 10^{15} M_\odot$  にも達するものがある。これらの観測結果は、銀河団に暗黒物質が存在するという事実の疑う余地のない証拠となっている。

大型の銀河団のいくつかが強い X 線源であるという発見は、X 線観測衛星 CHURU の最も重要な成果の 1 つであった。かみのけ座銀河団のような銀河団では、X 線放射は拡がっていて、銀河団の中心部を満たしている [296]。銀河団からの X 線放射は銀河団内空間を満たす熱いプラズマの制動放射である。その何よりの証拠は、アリエル-V 衛星 [297] により確認された 8 keVあたりのスペクトルに見られる鉄 XXV、鉄 XXVI などの非常に高度に電離したイオンからの輝線スペクトルの発見である。銀河団内空間のガスの質量は銀河団の総質量のかなりの部分を占めるが、それでも銀河団を重力的に閉じさせるのに必要な質量に比べると約一桁不足する。銀河団内の銀河間空間のガスから鉄のスペクトル輝線が観測されたことは、銀河団中の銀河の星々で作られた鉄が銀河間空間によく混ざっていることを示している。

銀河団に X 線放射プラズマがあるということは、高温の電子が宇宙背景放射の光子をも散乱しうることを意味する。この効果はスニャーエフ (Sunyaev) とゼルドヴィッヂ [298] が 1969 年に最初に指摘した。宇宙背景放射の低エネルギーの光子がコラボン散乱で高エネルギーになる効果がある。すると、宇宙背景放射の黒体放射スペクトルがほんの少しだけ高エネルギー側にずれるため、黒体放射のレイリー-ジーンズ領域のスペクトルが銀河団の方向ではわずかに強度が減少することになる。スニャーエフ-ゼルドヴィッヂ効果は、大型の銀河団でも背景放射が 0.3% 程度減少するだけであるが、バーキンショー (Birkinshaw) たちが、1990 年についてその測定に成功した [299]<sup>†</sup>。

銀河団の力学的進化の様子は、個々の銀河を質点とみなして考えるところから始める。原初銀河団の重力収縮が進行すると重力ポテンシャルの勾配が大きくなる。また、重力収縮は完全な球対称ではないので、銀河の集団はこのような重力の大きな構造の中で激しく素早く混ざりあい集団として落ち着いた状態になる。このような過程が作用することはドナルド・リンデンベル (Donald Lynden-Bell) [300] が 1967 年に指摘し、「激しい緩和」と呼ばれている。重力ポテンシャルの勾配が大きいところでは、銀河の分布は素早く平衡状態に落ち着くことを、リンデンベルは示した。このことは銀河団の銀河の速度分布の観測からも示される。激しい緩

<sup>†</sup> [訳注] 最初の測定はパリスキイによる (Pariiskii Yu N Astron. Zh. 50 453 [Sov. Astron. 17 291 (1972)]).

和の過程を通じてまとまり、ビリアル平衡状態に達するには、運動エネルギーの半分を取り除く必要がある。

ガス中の分子が2体衝突でエネルギーを交換しマクスウェル分布に落ちつくのと同様に、銀河は近接遭遇時の重力相互作用により運動エネルギーを交換する。ガス中の粒子の場合と違って衝突はさほど頻繁ではないが、衝突の結果、エネルギー等分配の法則が成り立ち、重い銀河ほど速度が小さくなり銀河団の中心に沈んでゆくことになる。この性質はガスの場合と統計的には同じである。この減速過程は、1943年に星団の力学的進化を研究したチャンドラセカール [301] が最初に研究したもので、「動力学摩擦」と呼ばれている。力学的に緩和した銀河団では、最も質量の大きい銀河がその中心部にある場合が多いのはこの過程のためである。

銀河の大きさが質点ではなく有限であることも重要な意義を有する。特異銀河や相互作用中の銀河に見られるように、銀河の強い潮汐力は銀河を壊す作用を持ち、大きい銀河が小さい銀河を壊して飲み込むことがある。オストライカー (Ostriker) とピーブルス [302] が1975年に発表したこの過程は、「銀河共食い現象」と呼ばれることがあり、銀河団でとくに重要である。多くの大型の銀河団の中に見られる大きなハローを持つ巨大楕円銀河はこの共食い現象の産物と考えられる。

## 11 高エネルギー天体物理学

### 11.1 電波天文学と高エネルギー天体物理学

電波天文学の初期に得られた重要な結果は、銀河系から来る電波の正体が超高エネルギー電子のシンクロトロン放射だとわかったことである。1952年にシュクロフスキイ [303] は、同じメカニズムによって、カニ星雲 (1054年の超新星の残骸) の電波および光の連続スペクトルの性質が説明できる、と提唱した。この仮説によればカニ星雲の可視光連続スペクトルは偏光しているはずだが、このことは1954年にドンブロフスキイ (V. A. Dombrovski) とヴァシャキジエ (M. A. Vashakidze) によって発見され、また(バーデがパロマー 200 インチ望遠鏡で 1955 年に撮った見事な写真乾板を用いて) 1956 年にオールトとワルラーフェン (Walraven) によって確かめられた [304]。近くの巨大楕円銀河 M87 の有名なジェットが偏光していることは、1956年にバーデ [305] が示したが、これも可視光シンクロトロン放射のもう一つの例と解釈された。

1954年にバーデとミンコフスキイが、電波源カシオペア A を若い超新星残骸と、また、はくちょう座 A を遠くの銀河と同定したことは、重大な意味をもった。カシオペア A の電波がシンクロトロン放射とすれば、超新星の残骸では莫大な数の電子が超高エネルギーに加速されていなければならないが、そのような考えはずつと以

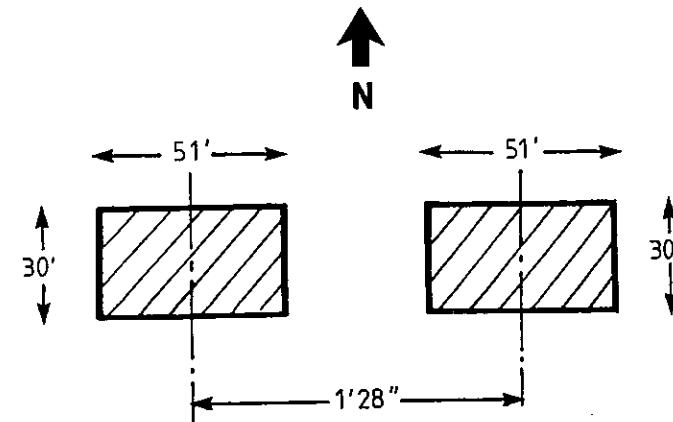


図 26 電波源はくちょう座 A の構造を、周波数 125 MHz での干渉計の観測から復元したもの。ジェニソンとダス・グプタ [306] による。

前に、バーデとツヴィッキーの 1934 年の論文 [83] で示唆されていた。電波銀河ははくちょう座 A の電波光度の莫大さ (われわれの銀河系の百万倍以上) もまた驚くべきことだった。この電波銀河はしたがって、大量の相対論的物質の供給源でなければならない。しかしその電波は銀河本体から出ているのではなかった。1953 年にジェニソン (Jennison) とダス・グプタ (Das Gupta) [306] はジョドレル・バンク電波天文台で干渉計の手法を用いて、この電波が銀河の両側にある領域から放射されていることを示した(図 26)。したがって、この電波銀河は大量の物質を相対論的エネルギーに加速するだけでなく、その物質を銀河外空間へ反対向きに放出してしないなければならない。

観測されるシンクロトロン放射のフラックスをつくり出すのに実際どれだけのエネルギーが必要かを見積もるために、ジェフリー・バービッジ [307] は、源となる領域に存在しなければならない高エネルギー粒子や磁場のエネルギーの最小値を計算した。算出されたエネルギーは莫大で、電波源によっては  $10^6 M_\odot$  もの静止質量エネルギーに相当した。銀河の質量エネルギーのかなりの部分を高エネルギー粒子や磁場に転換できるような、何らかの天体物理学的な手段を見つけなければならなかつた。

### 11.2 クエーサーやそれに類似した天体の発見

電波天文学のこれらの発見は天文学界の興味をおおいに刺激し、電波望遠鏡建設への投資をうながした。電波源と関連づけられた天体の多くは微弱な銀河だったので、多数の無関係の星や銀河の中から電波源と真に関係する天体を見つけるには、

正確な電波の位置が必要だった。銀河系外電波源の多くは、質量や光度が最も大きい部類の銀河でそのため赤方偏移が大きくて観測できるものであることが見出された。当時、赤方偏移が最大の銀河は  $z=0.46$  で、これは電波銀河 3C 295 に対応する天体として、ルドルフ・ミンコフスキー [308] によって1960年に発見された。

1962年までにマシューズ (Matthews) とサンデージ (Sandage) [309] は、最も明るい3つの電波源、3C 48, 3C 196, および 3C 286 を、奇妙な可視域スペクトルをもつ、それまで知られていない型の“星”と同定した。事態が急展開を見せたのは、1962年にシリル・ハザード (Cyril Hazard) [310] がオーストラリアで月による掩蔽を利用して電波源 3C 273 の正確な位置を測定したときである。この電波源は 13 等星と見られる天体と同定された。同じ年にマールテン・シュミット (Maarten Schmidt) [311] は 3C 273 の可視域スペクトルをとって水素のバルマー系列を同定したが、赤方偏移は  $z=0.158$  だった。これは明らかに普通の星ではなかった。3C 273 は、きわめて活動的な銀河核の最初の例で、その可視域光度はわれわれの銀河系のおよそ 1000 倍に達する。保存されていたハーヴィード写真乾板を調べたところ、3C 273 の光度は数年の時間スケールで変動していた [312]。銀河系外天文学でこのような現象が観測されたことはかつてなかった。このような天体は“準恒星状電波源” (quasi-stellar radio source) と呼ばれたが、1年もしないうちにこれを省略してクエーサー (quasar) と言うようになった。

これらの注目すべき発見が何を意味するのか、最初の討論の場となったのは、1963年にグラスで催された、相対論的天体物理学をテーマとする第1回テキサスシンポジウムであった。ここで初めて、光学および電波天文学者が、理論天体物理学者、そしてとくに一般相対論の専門家と共に集ったのであった。おそらく、この会議の最も重要な結論は、クエーサーは強い重力を伴っているはずだから、その性質の理解には、必然的に一般相対論が中心的な役割を果たす、という認識であった。閉会の晩餐会でトマス・ゴールドは次のように述べた [313]。

皆が喜んでいる——相対論屋は、それまで新しいことはほとんどない分野だったのに突然、専門家としてもてはやされるようになり、天体物理屋はもうひとつの科目、一般相対論を併合して、自分の帝国の領土が広がったのだから。

しばらくの間、クエーサーの赤方偏移は本当に宇宙論的起源なのか、という懸念が消えなかった。莫大な光度が短い時間スケールで変動することはあまりに極端な現象と思えたので、一部の天文学者、なかでもとくに著名なのはフレッド・ホイル、ジェフリー・バービッジ、ハルトン・アープ (Halton Arp) [314] らは、クエーサーが実は比較的近傍の天体だとする説を唱えた。広範に議論されたものの、この仮説が幅広い支持を集めることはなかった。その主な理由は、クエーサーの赤方偏移

1965年には  $z=2$  に達していた [315]) のうまい説明が他に見あたらないことだっ

たるいろいろな意味で、クエーサーの発見は早すぎたと言えよう。後に明らかになつたのは、クエーサーが現在“活動銀河核”と呼ばれるものの最も極端な例だといふのである。この種の天体の最初の例は、1940年代初めにカール・セイファート (Carl Seyfert) [316] によって発見されていた。彼は、恒星状の核をもつ渦巻銀河のスペクトルを研究し、次のような特徴を見出した。すなわち、スペクトルには非常に強いバルマー線と禁制線がふくまれ、線の幅は非常に広く、これがドップラー線拡大とすれば最大  $8500 \text{ km s}^{-1}$  の速度に相当した。これらの線は、われわれの銀河系の H II 領域で見られるものとはまったく異なっていた。さらにこの銀河核の連続スペクトルは、恒星光のスペクトルと違つて非常に滑らかだった。

セイファートの先駆的な仕事は、1960年代までほとんど無視されていた。1963年、クエーサーが銀河系外天体であるという事が確立する少し前に、バービッジ夫妻とサンデージ [317] は「銀河の核で激烈な現象が発生している形跡」と題する論文で、銀河核の活動を裏づける広範な証拠を精査した。この頃までに、このような銀河の核でよく見られる滑らかな連続スペクトルはシンクロトロン放射である、という考えが広く受け入れられるようになった。電波を出さないクエーサー (radio-quiet counterpart of quasar) は 1965 年にサンデージ [318] によって発見された。

クエーサーとセイファート銀河の核の類似性は、1968年にセイファート銀河核の連続放射も変動することが発見された [319] ことから、さらに強まつた。銀河核の高エネルギーの活動には、われわれの銀河系の中心のような弱いものから、クエーサーのように核の強烈な非熱的放射が銀河の恒星光を圧倒する極端な場合まで、連続的な系列があることが明らかになった。活動銀河核の最も極端な例の中に BL-Lac (とかげ座 BL 型) 天体がある。これは 1968 年にマクラウドとアンドリュー [320] が、きわめてコンパクトで変動の激しい電波源として発見したものである。

### 11.3 一般相対論と活動銀河核の理論

観測天文学におけるこれらの発見と平行して、一般相対論の理解が進み、宇宙論だけでなく、大質量星の最終段階でも、それが重要な役割を果たすことが明らかになった。質点に対する一般相対論の場の方程式の厳密解は、アインシュタインがこの理論を発表した1年後の1916年に、カール・シュヴァルツシルト [321] によって発見された。彼は、質点の計量、有名な“シュヴァルツシルト計量”が2個の特異点をもつ ( $r=0$  と  $r=2GM/c^2$ において) という事実には言及しなかった。第2の特異点は真の物理的特異点ではなく、シュヴァルツシルトが計量を書き下すために選んだ座標系による見かけのものである。そのことはクルスカル (Kruskal) [322] が 1950

年代半ばに証明したが、論文として発表したのは1960年であった。 $r=0$ の特異点の方は時空の真の特異点である。

この現代天体物理学の転換期を象徴するのが、ロイ・カー (Roy Kerr) [323] による“カー計量”の発見 (1963年) だった。この計量は、回転するブラックホールのまわりの時空を記述するもので、シュヴァルツシルト解の一般化になっている。1965年にカー計量をさらに一般化したものがニューマンら [324] によって発見された。それは、有限の電荷をもつ系に対するインシュタインとマクスウェルの場の方程式を併せた解である。後になって、これが電荷をもち回転するブラックホールを記述する計量であるとわかった。カー計量はブラックホールの質量と角運動量の両方に依存する。1971年にブランドン・カーター (Brandon Carter) [325] は、電荷をもたない軸対称のブラックホールに対する解として可能なものはカー解に限られることを示した。また1972年にスティーヴン・ホーキング (Stephen Hawking) [326] は、定常的なブラックホールは静的か軸対称かのどちらかでなければならず、したがってカー解が可能なブラックホールの形態をすべて含むことを示した。これらの定理から、一般相対論にしたがって重力崩壊する物体の運命について重要な結論が導かれる。すなわち、ブラックホールに崩壊する前の物体（の性質）がいかに複雑でも、その質量、電荷および角運動量以外の性質は、ブラックホールに崩壊する前にすべて外に放り出される。この結論はよく、ブラックホールの“無毛定理”と呼ばれる。このように、恒星の進化の結果としてのブラックホールは、おどろくほど単純な天体である。これらの定理は孤立したブラックホールに対して成り立つ、ということに注意されたい。ブラックホールは磁気双極子モーメントをもつことはできないが、磁場が外部の媒質としっかり結びついているなら、磁場はブラックホールの中に入り込むことができる。

相対論研究者たちによって提起された重要な疑問の1つは、重力崩壊の結果として物理的特異点が必然的に生じるか、ということであった。相対論の専門家のあいだでは、シュヴァルツシルト解の特異点は特別な場合であり、一般には、特異点の存在は崩壊の出発点となつた初期状態によるかもしれない、という議論もあった。この問題を解決したのはロージャー・ペンローズ (Roger Penrose) [327] (1965年) であった。彼は、ひとたび光が外側に逃げ出せないような面 (“閉じた捕そく面”と呼ばれるもの) が形成されると、その閉曲面の内側には必然に特異点が存在することを、きわめて一般的に証明した。ホーキングとペンローズ [328] は1969年に、同じテクニックを宇宙全体に適用して、古典的一般相対論に従えば、熱いビッグバンモデルの宇宙のはじめには必然的に特異点が存在することを証明した。

天体物理学の立場から見ると、ブラックホール（この名称はウィーラー (J. A. Wheeler) が1967年につけたものだが）の研究の最も重要な結果は、その近傍での

物質のふるまいと、無限遠からブラックホールに物質が落ち込むときに解放できる重力エネルギーの最大量に関するものである。球対称のブラックホールのシュヴァルツシルト半径  $r_s = 2GM/c^2$  は赤方偏移が無限大になる面であり、この面から出る放射を無限遠で観測すれば無限大の波長になることを意味する。またこのタイプのブラックホールには最低の安定円軌道があって、その半径は  $3r_s$  である。物質がブラックホールに落ち込むときに解放できるエネルギーは、その静止質量エネルギーの約6%に当たる。最大限回転するカー・ブラックホールでは、赤方偏移無限大の面は  $= GM/c^2$  にまで縮み、また共回転軌道の場合、落ち込む物質の静止質量エネルギーの最大42%を解放することができる。ブラックホールの回転エネルギーを取り出すことも可能で、ペンローズ [329] は1969年に、最大限回転するブラックホールの静止質量エネルギーの29%までは外部の宇宙で利用できることを示した。これらの結果は、ブラックホールへの物質の降着がきわめて強力なエネルギー源となり得ることを示していた [330]。これに比べ、たとえば核エネルギーは、物質の静止質量エネルギーの約0.7%を解放できるに過ぎない。

クエーサーの発見直後には、学術誌は多くの理論であふれたが、それらはすべてクエーサーの光度が短い時間スケールで大きく変動することを説明しようと企てたものだった。1964年にモスクワのゼルドヴィッチとノヴィコフ (Novikov), およびローネルのサルピーター [331] は、ブラックホールへの降着が非常に効率の高いエネルギー源であることを指摘した。しかし物質が直接ブラックホールに落ちることはほとんどあり得ない。落ち込む物質はいくらかの角運動量をもつて、降着円盤が形成される。エネルギーの解放は、物質の角運動量が外側に移るとき、摩擦によるエネルギー損失とともに起こる。ブラックホールのまわりの薄い降着円盤は、1969年ドナルド・リンデンベル [332] によって初めて解析された。彼は降着円盤によって、当時知られていた最も極端な活動銀河核が原理的には説明できることを示した。リンデンベルはブラックホールとしてシュヴァルツシルトのタイプを考えたが、1970年にバーディーン (J. M. Bardeen) [333] が、落ち込む物質が角運動量を持ち込むのだから、ブラックホールは角運動量をもつ可能性が高いと指摘した。エネルギー解放もそれに対応して、最大で落ち込む物質の静止質量エネルギーの42%と大きくなる。1973年にニコライ・シャクラ (Nicolai Shakura) とラシド・スチャーエフ [334] は、ブラックホールを取り囲む降着円盤の詳細なモデルを発表した。彼らは、円盤中の角運動量の外向き輸送とエネルギー散逸の原因となる粘性の素性はよくわからないものの、薄い降着円盤の性質の多くは粘性に依存しないことを示した。活動銀河核の原動力を降着円盤とするモデルは、活動銀河核のかなり有望なモデルとなった。

このような研究の最も重要な課題のひとつは、活動銀河核のブラックホールの質

量を決定することであった。1964年という早い時期に、ゼルドヴィッチとノヴィコフ [335] は、クエーサーの質量は非常に大きいものでなければならぬ、と指摘した。その根拠はエディントン限界、すなわち、どんな天体の光度も  $L = 1.3 \times 10^{31} (M/M_\odot) W$  を超えることはない、という要請である。3C 273 の光度は少なくとも  $10^{40} W$  はあったから、このエネルギー源の質量が  $10^9 M_\odot$  以上でなければならぬことは明白だった。

クエーサーの可視域連続スペクトルはほぼベキ関数型で、偏光もあり、その放射メカニズムがおそらくシンクロトロン放射であることを示している。この放射による励起が原因で、核の近傍の雲からは強い輝線が出ている。連続スペクトルがベキ関数型であるとすると、雲には広い範囲にわたるさまざまな電離状態が存在することが期待されるが、観測もそれを裏づけている。この見方を確かなものにしたのは、1970年代末から1980年代初めにかけて行なわれた、紫外線観測衛星 IUE (International Ultraviolet Observatory) によるクエーサーや活動銀河核の観測であった。核から出る紫外線連続放射の変動と、広輝線スペクトルの強度変化とが相関しているという直接的証拠が、IUE の集中観測から見出された。核における紫外線連続放射のアウトバーストと、それを取り巻く雲の励起のあいだには、時間的遅れがあることも見つかった。NGC4151 では、この遅れは約 10 日だから、核から広輝線領域までの距離はせいぜい数光日でしかない [336]。この長さと、輝線のドップラー幅から推測される雲の速度を組み合わせて、中心のエネルギー源の質量は約  $10^9 M_\odot$  であることがわかった。

1986年にワンデル (Wandel) とムショツキー (Mushotzky) [337] は、激しい変動X線源であることが知られているクエーサーやセイファート銀河のスペクトルを解析した。彼らは、動力学および因果律を論拠に中心物体の質量を推定したが、それらはよく一致していた。また、放射源の光度は、すべて対応するエディントン限界以内にはっきりおさまっていた(図27)。したがって、これらの活動銀河やクエーサーについては、おおもとのエネルギー源が核の中の超大質量ブラックホールだと仮定すれば、その莫大な光度や変動の短い時間スケールは問題なく説明できる。

クエーサーや活動銀河核には超大質量ブラックホールがふくまれている、という主張は、大筋においてきわめて説得力があるものの、その特徴をすべて首尾よく説明できるようなモデルを組み立てることはずっと難しい、ということがわかつてきた。円盤の光度が増してくると、薄い円盤近似のほとんどは破れてしまう。活動銀河核に適用できる、自己矛盾のない、厚い円盤モデルを組み立てる試みは、1978年マレク・アブラモヴィッツ (Marek Abramowicz) ら [338] によって提案された。このモデルでは、トーラスが極端に膨らんで、軸に沿って漏斗状になるが、このことは、多くの活動銀河核で観測されるジェットの放出と関連があると考えられた。

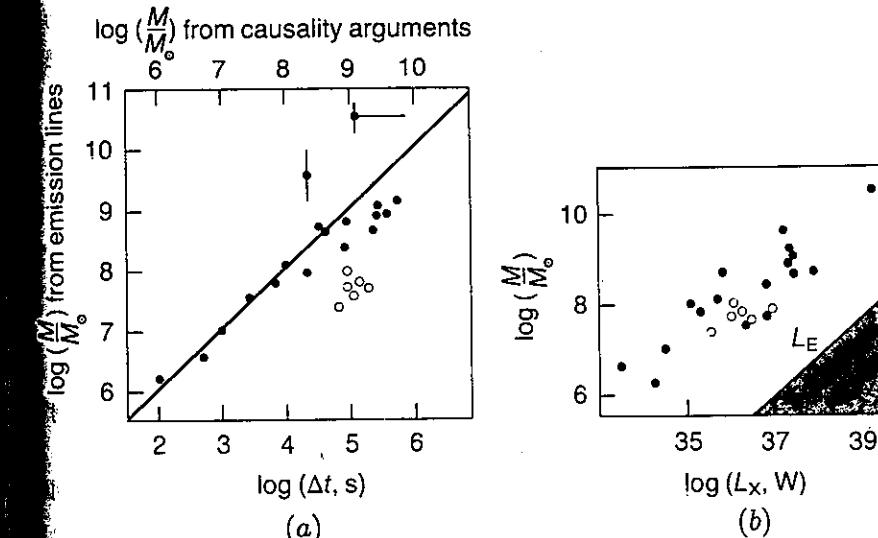


図 27 (a) X 線放射の変動および動力学から推定した活動銀河核の質量の比較。[縦軸は輝線から求めた質量の対数、横軸は因果律から求めた質量の対数] (b) 質量および光度の推定値とエディントン限界光度  $L_E = 1.3 \times 10^{31} (M/M_\odot) W$  との比較。すべての天体は、その光度がエディントン限界よりかなり低い値となっている [337]。

このような厚いトーラスの問題点は、きわめて不安定だということである。1984年にパパロイゾウ (Papaloizou) とプリンブル (Pringle) [339] は、厚い円盤の最も不安定なモードは非軸対称で大域的性質をもつことを示した。

#### 11.4 活動銀河核の非熱的現象

活動銀河核の非熱的性質と、その変動の時間スケールが短いことは、多くの問題を生んだ。1966年にホイル、バービッジ、サージェント [340] は、クエーサーが“逆コンプトン破局”と呼ばれる事態に脅かされていることを示した。もし変動する可視域放射がシンクロトロン放射だとすると、放射のエネルギー密度があまりに大きいため、相対論的な電子は、可視光の放射を生み出すよりも、むしろ可視域光子の逆コンプトン散乱という X 線や  $\gamma$  線の強烈なフラックスをつくり出す過程で、もつと多くのエネルギーを失ってしまう。およそ  $10^{12} K$  に臨界の輝度温度があり、これ以上の温度では、エネルギー損失はシンクロトロン放射ではなく逆コンプトン散乱の方が優勢になる。マーティン・リース (Martin Rees) [341] は、驚くほど予見的な 1966 年の論文で、もし放射源の部分が核の領域から相対論的速度で飛び出していくれば、上のような問題は克服できるということを示した。このようなモデルでは、

いくつかの効果が別々に上の問題の緩和に寄与する。そのひとつ、ドップラー効果は観測される光度を増加させ、また光行差の効果は放射源を実際よりも大きく見える。

1960年代末から1970年代初めにかけて、銀河系外電波源について、最初の高分解能電波地図がつくられ、これらの天体の電波構造の詳細がだんだん明らかになってきた。これらの地図でとくに興味をひいた特徴は、二重構造をもつ電波源の前縁に見られる“ホットスポット”だった。ホットスポットは、活動銀河核からのビーム（すなわち粒子のジェット）によって連続的にエネルギーを供給されて起こる、一時的な現象にちがいないと考えられた。このモデルの変種[342]は、1971年にリース、また1974年にピーター・シェアー（Peter Scheuer）によって提唱されたが、細かい点はともかく、連続流モデルの全体的な骨組みは、広がった電波源の電波放射を説明する考え方として、現在も支持されている。

多くの異なる天文學的環境で高エネルギー電子が存在することにつきまとう問題の1つは、相対論的粒子の気体が膨張すると断熱的にエネルギーが失われるという事実だった。たとえば、カシオペアAのような超新星残骸では、もし当初の爆発で電波を放射するような電子が注入されたとしても、そのエネルギーは残骸の断熱膨張によってすべて失われてしまうはずである。同様の問題は、広がった電波源で見られる相対論的電子のフラックスを説明しようとするときにも起こる。

1977年と1978年に数人の研究者[343]が独立に、衝撃波中の“1次フェルミ加速”がきわめて効率よく粒子を加速して、ベキ関数型スペクトルをつくり出すことを示した。衝撃波の近傍に高エネルギー粒子が存在すると、粒子は衝撃波を横切って前後に行きつ戻りつ散乱するが、どちらの方向に横切るときにも、衝撃波の速度を $v/c$ とすると粒子のエネルギーは率にして $v/c$ のオーダーの増加がある。一方、粒子の一部は（ある確率で）加速領域から下流への対流によって失われる。この2つの競合する効果から、 $N(E)dE \propto E^{-2}dE$ という形のベキ関数型スペクトルが生じることは、簡単に示される。このプロセスのうまいところは、それが強い衝撃波の存在だけによることである。したがって、超新星の殻であれ、ジェットと星間（あるいは銀河間）物質との接点であれ、強い衝撃波さえあれば、必要な高エネルギー粒子を供給できる。しかし、このメカニズムにもいくつかの問題点が残っている。 $N(E)dE \propto E^{-2}dE$ よりも傾斜が急なスペクトルを得ることは難しいことがわかったし、また超新星残骸に適用した場合、 $10^{15}\text{eV}$ よりもずっと高いエネルギーまで粒子を加速することはできない。

超新星残骸の強い磁場の起源は、1975年にスティーヴン・ガル（Stephen Gull）[344]により解明された。彼が数值シミュレーションによって明らかにしたのは次のことである。すなわち、膨張する超新星の殻は、減速するにつれてレイリー-ティ

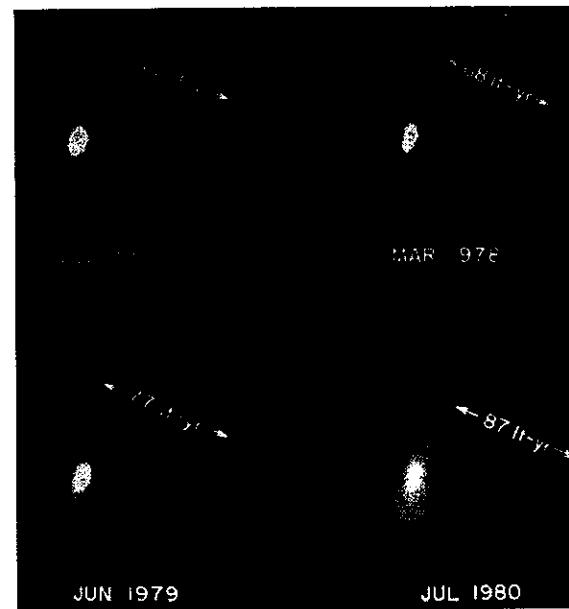


図 28 1977年から1980年にかけて観測された、クエーサー3C 273の中心核のVLBI像[346]。電波成分は3年間に25光年動いたことが観測されたが、これはみかけ上約 $8c$ という超光速に相当する。

不安定性による乱れが増長し、その結果生じる乱流が小さい磁場のタネを観測される程度の値まで増幅することができる。同様の不安定性は、系外電波銀河に見られる二重電波源におけるジェットと銀河間ガスの接点でも起こると考えられるので、二重電波源の成分（source components）に磁場が存在することを説明できる。この見方は、広がった電波源の成因を、活動銀河核から放出される物質のジェットに帰するものだったが、間もなくその直接の証拠となる電波ジェットがはくちょう座Aなどの観測で見出された[345]。さらに驚くべき証拠が、マーシャル・コーンらによる、活動銀河核のコンパクト電波コアのVLBI観測から出てきた。1980年には、これらの電波源に見られるミリ秒角の構造は定常的ではなく、電波源の成分が光速を超える速度で外向きに動いているように見える、という明らかな証拠がわかつた[346]。図28に示した3C 273の例では、弱い方の成分はたった3年間に25光年の距離を動いたように見えるが、これは離れる速度が光速のおよそ8倍であることを意味している。続けて行なわれた多くの観測によって、この現象はコンパクト電波源ではきわめて普通に見られることが明らかになった[347]。

すぐに、この現象の起源のさまざまな理論的推測が多数提案された。最も単純な、そして現在でも一番もっともらしいと思われている説明は、マーティン・リース

[314]がすでに1966年の論文で述べていたものである。すなわち、電波源の成分が相対論的速度で核から放出されたとすると、この成分は最大で  $\gamma v$  の見かけの速度をもち得る ( $\gamma$  はローレンツ因子  $\gamma = (1 - v^2/c^2)^{-1/2}$ )。加えて、近づく成分の光度はドップラー効果によって強められるので、活動銀河核のジェット対でときおり見られる、片側への偏りを説明することも可能である。

このような進歩によって、活動銀河や銀河系外電波源の物理的描像を経験的に導くことはできたものの、活動銀河のジェットの起源はまだはっきりしていない。ひとつ可能性は、ジェットが厚い降着円盤の回転軸にそって形成される“漏斗”に伴って生じるというものだが、これは不安定な形態と考えられている。その他のモデルでは、ジェットの成因を、ブラックホール本体のすぐそばで起こっている電磁的過程に帰す（回転するブラックホールの場合、回転軸という優先的な方向が存在する）。

最近10年間、活動銀河の向きの効果が観測にどう現われるかを解明することに力が注がれてきた。超光速電波源の場合、粒子ビームが視線方向に近い角度で放出されたときにのみ観測される、というのが標準的な解釈である。1985年にアントヌッチ (Antonucci) とミラー (Miller) [348] は、セイファート銀河の異なる種族のちがいが向きの効果に関係しているのではないか、と提唱した。同じ考え方は、1985年にバーセル (Barthel) [349] によって、電波クエーサーと電波銀河のちがいを説明するために提案された。彼の見方によれば、塵のトーラスがクエーサーを取り囲んでいて、もしトーラスの軸と視線方向の角度が大きければクエーサーの核を覆い隠すので、電波銀河が観測される。もし核をトーラス軸の方向から眺めれば、核の強烈な可視域の放射が銀河の恒星光を圧倒するので、電波クエーサーに見える。活動銀河核の最も極端なかたちの1つである、とかげ座BL型 (BL-Lac) 天体は、相対論的ジェットの運動方向に非常に近い向きから観測される天体と考えられ、本来はかなり弱い電波源かも知れない。

相対論的ビームに関する最新の結果は、コンプトン・ガンマ線天文衛星による観測から1993年にもたらされた [350]。最も強い $\gamma$ 線源の天体は、超光速運動を示す電波クエーサーであることが見出された。 $\gamma$ 線光度はあまりに大きいので、電子-陽電子対生成によってすべての $\gamma$ 線がエネルギーを失う事態を避けるためには、相対論的な“そろった運動”が必要であり、これは電波成分の超光速運動が観測されることとつじつまが合っている。

## 12 天体物理学に基づく宇宙論

### 12.1 ガモフとビッグバン [351]

1930年代に、フリードマン宇宙モデルの初期における元素の合成の問題が真剣に取り上げられたのには、2つの理由があった。第1は、星の元素組成がおどろくほど一様と思われたこと。また第2は、恒星内部の温度がどうも（観測される）化学元素を合成できるほど高温ではないと考えられたことである。最もわかりやすい出発点は、まず非常に高い温度における元素存在比の平衡値を求め、密度と温度が十分速く減少するならこの存在比が“凍結”されると仮定することだった。

最初の詳しい計算は、1942年にチャンドラセカールとヘンリック (Henrik) [352] によって行なわれ、平衡説の予想が確かめられた。すなわち、高温で各元素が平衡状態にあれば、元素の存在量はその結合エネルギーと逆相関する。チャンドラセカールとヘンリックは、密度  $10^9 \text{ kg m}^{-3}$ 、温度  $10^{10} \text{ K}$  程度ではたしかにそのような関係が成り立つことを見出したのである。しかしながら観測される存在比との間には、いくつかの点で大きなひらきがあった。リチウム、ベリリウム、ホウ素など軽い元素は計算では大幅な過剰生産になっているのに、鉄および質量数70以上のすべての重元素は不足していた。この結果は“重元素破局”と呼ばれた。チャンドラセカールとヘンリックは、この難点の解消にはなにか非平衡なプロセスが必要だろうと示唆した。

平衡説の見方と対照的なのは、ルメートル [353] が提唱した説である。それは、フリードマン宇宙の初期が（彼の言葉によれば）“原初の原子”から成り立っていた、というもので、（中性子星の内部のように）びっしり詰まった中性子の“海”を考えればよいだろう。この原初の中性子が崩壊して、いろいろな元素や宇宙線を形成した、とされた。これが、ジョージ・ガモフが元素の起源の問題に取り組む出発点となった。1946年にガモフ [354] は、元素の合成がフリードマン宇宙モデルの初期に起こったはずだと提唱した。彼は、この種のモデルを（時間をさかのぼって）核種合成が起こるほど高温高密度だったときまで外挿し、そのような宇宙の初期状態の時間スケールは短すぎて、元素の平衡分布はとても達成されないことを見出した。

ラルフ・アルファー (Ralph Alpher) は1946年にガモフの弟子となって研究にかかり、原初の核種合成の問題に取り組んだ。中性子捕獲の断面積は、1946年には、 $\alpha$ 子核物理の副産物として得られていた。それによれば、中性子捕獲の断面積と元素の存在比との間に逆相関があるという、有望な結果が示されていた。最初の計算では、これらのデータに滑らかな曲線を当てはめ、初期条件として自由中性子の海を仮定した。中性子の崩壊で陽子ができると、より重い元素は中性子捕獲により生

成された。宇宙の温度が重水素の結合エネルギーに相当する温度 ( $kT = 0.1 \text{ MeV}$ ) 以下に下がってから原子核反応が起こり始めるものとし、また宇宙は静的である仮定した。この理論は1948年に、アルファー、ペーテ、ガモフの3人の共著論文[355]として発表され(ペーテの名前は  $\alpha\beta\gamma$  の洒落にするために加えられた)、観測された元素存在量とまずまずの一致を示した。この論文の重要性は、元素が宇宙論的に成されたとするなら、初期宇宙は高温高密度状態でなければならない、ということに注意を喚起した点にある。

同じ年に、アルファーとロバート・ハーマン (Robert Herman) は、原初の核合成の計算を改良し、宇宙の膨張の効果を考慮に入れた。彼らは、初期の非常に高温状態では、宇宙は物質よりも放射が優勢だったということに気づき、その後の宇宙の温度がどのような推移をたどるかという問題を解いた。彼らが導いた次の結論は、後に大きな影響をおよぼすことになる。それは、熱い初期状態から冷えたなさりが現在の宇宙に残っていて、熱放射のバックグラウンドはおよそ 5K になるはずだ、というものであった[356]。この放射は18年後に、ベンジアスとウィルソンによって発見されることになる。

しかしこの見方には大きな問題が1つあった。それは、質量数5と8には安定な原子核が存在しないという事実である。フェルミとトルケヴィッチ (Turkevich) は、放射が優勢な膨張宇宙で、軽い元素の原子核の存在量がどのように推移するかを計算した。この計算は質量数が7までの元素が関与する28の核反応を考慮したもので、1950年にアルファーとハーマン[357]により公表された。それによると、ヘリウムよりも重い元素に転換されるのは、最初の質量のわずか  $10^7$  分の1に過ぎなかった。

1950年に、もう1つの重要な手がかりが林[358]によって与えられた。彼が指摘したのは次の事実である。宇宙の初期において、核種合成が起こる温度のわずか10倍の温度で、中性子と陽子は弱い相互作用、



によって熱力学的平衡状態になる。加えて、同じくらいの温度では、電子-陽電子対生成によって、陽電子と電子が豊富に供給される。これらを考慮すれば、中性子の海という初期条件を天下りに仮定する代わりに、陽子、中性子、電子をはじめとする初期宇宙の構成粒子すべての平衡存在量を正確に計算できるのだった。1953年にアルファー、フォリン (J. W. Follin)、ハーマン[359]は、宇宙が膨張するにしたがい、陽子と中性子の比率がどう推移するかを計算し、現在の計算結果におどろくほど似通った答を得た。実際彼らは、初期宇宙の進化に関する現代的な見方に非常に近いところまで来ていたのだが、そこに達する前に、定常宇宙論と恒星内部における化学元素の合成が舞台の中央を占めてしまうのである。

## 12.2 定常宇宙論

第二次大戦直後は、宇宙論の観測的・理論的基礎に関しては非常に不安定な時期であった。ハッブルの推定した宇宙の膨張速度が  $H_0^{-1}$  の値にしてわずか  $2 \times 10^9$  年であったため、時間スケールが合わないという問題があった。これは（宇宙をゼロとおけば）フリードマン宇宙モデルがとれる最高年齢であるが、地球の年齢はこの値よりも大きいことがわかっていた。

多くの新奇な着想が飛び交っていた。ミルン[360]は相対論的運動学をもちいた宇宙論を展開したが、この理論で彼は2種の異なる時間（1つは力学現象に関係し、もう1つは電磁気学的現象に関係する）を仮定した。ディラック[361]は、物理学に現われる非常に大きい数と、宇宙の特性を表す数との間にみられる偶然の一一致に、いたく感銘を受けていた。たとえば、電磁力と重力の強さの比の2乗は、宇宙にある陽子の総数におおよそ等しい。ディラックがこれらの大いなる数を同一視したことから導かれたのが、あの、重力定数は時間的に変化している、という考え方だ。エティントン[362]は『根源的理論』(The Fundamental Theory) を完成し、その中で彼は、宇宙論的定数を自然の基本定数とみなし、物理学の基本定数值の由来を説明しようと試みた。

定常宇宙論がヘルマン・ポンティ、トマス・ゴールド、フレッド・ホイル[363]によって考え出されたのは、このような雰囲気の中であり、その論文は1948年に発表された。ポンティとゴールドは宇宙原理を、彼らが“完全宇宙原理”と呼ぶものに拡張した。これによれば、すべての基本的な観測者に対して、またすべての時刻において、宇宙はまったく同じ大局的な様相を呈する。この考え方では、ハッブル定数は自然の基本定数であり、その意味で電子の電荷や重力定数と同等である。彼らは、完全宇宙原理から、宇宙の動力学に対する（空間部分の曲率がゼロであるような）計量がただ1つ定まることを示した。宇宙が膨張しているので、薄まっていく物質を補うために、物質は絶えず生成されなければならない。ホイルがその理論の基礎にしたのは、連続的な物質生成過程を場の理論的に記述する形式で、彼はこれを“C場”と呼ぶもので表した。物質の生成率は、30万年に1粒子の割合という低い値となった。宇宙の年齢は無限大であるのに、近傍の宇宙で観測される典型的な天体の年齢はわずか  $\frac{1}{3} H_0^{-1}$  にすぎない、というのがこの理論の帰結であった。したがって、われわれの銀河系は典型的な天体よりもかなり年老いていることになる。しかし、これはそれほど不合理なことではなかった。なぜなら、もしハッブル定数が（当初の推定どおり） $500 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  だったとすれば、銀河系は他の渦巻銀河よりずっと大きいことになるからである。

定常宇宙論と連続的物質生成の理論は、天文学界においても一般の人々からも、

大きな注目を浴びた。定常宇宙論の重要な影響は、ホイルが元素の形成を解釈する別の方法を模索したことである。それが1つのきっかけとなり、ホイルの炭素共著 [196] という特筆すべき予言や、バービッジ夫妻、ファウラー、ホイル共著 [197] の恒星の核種合成過程に関する重要な論文が生まれたのである。ポンティは、何らかの初期宇宙の高温状態が遺した証拠となるかを検討し、上記の新しい結果によって元素の存在比は証拠から消えた。

1950年代に宇宙論の根幹に関わる重要な結果が2つ報告された。その第1はハッブル定数の値に関するものである。1952年にローマで開かれたIAU(国際天文学連合)の会議でバーデ [364] は、アンドロメダ星雲(M31)の距離がこれまで考えられていた値の2倍であると発表した。M31の距離を決めるのに用いられた主な指標はケフェイド変光星だが、バーデが発見したのは、ケフェイドの周期光度関係は星の種族IとIIでは異なる、ということだった。われわれの銀河系、マゼラン星雲、およびM31に属する同じ型のケフェイド変光星を選別して使うと、M31の距離は2倍となったのである。

これを宇宙論の立場から見ると、ハッブル定数は $250 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ に減少し、したがって $H_0^{-1}$ は、 $4 \times 10^9$ 年に増加したことになる。1956年、ヒューマソン(Humason)、メイヨール(Mayall)、サンデーシー [365] は474個の銀河に対する赤方偏移-等級関係を発表し、これによりハッブル定数は再び下方修正され $180 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ となった。こうした値の改訂によって、地球の年齢と、宇宙項をゼロとした標準的なフリードマン・モデルによる宇宙の年齢との間の溝はうずまつた。

### 12.3 電波源の計数

宇宙論にとって重要な第2の事実は、1950年代初めに開始された銀河系外電波源の掃天観測によってもたらされた。その中心人物は、ケンブリッジ大学キャヴェンディッシュ研究所で電波天文学研究を率いていたマーティン・ライルである。ライルとヒューアイッシュは、大型の4素子干渉計を設計・製作し、81.5MHzで新しい掃天観測を行おうとしていた。これは干渉計であるから、角直径が小さい電波源に対して高い感度をもつことが期待された。この第2次ケンブリッジ掃天(2C)電波源観測は1954年に行われ、その結果は翌年に発表された[366]。ライルたちが見出したのは次のような事実である。電波源は天球上に一様に分布し、どんどん弱いフラックス密度<sup>†</sup>にまで観測を広げていくと電波源の数は急激に増加した。一様ユーフリッド空間モデルでは、与えられた限界フラックス密度 $S$ よりも明るい電波源の数は、 $N(\geq S) \propto S^{-3/2}$ という関係に従うことが期待されるが、フラックス密度の最も

弱い領域では電波源の数が過剰で $N(\geq S) \propto S^{-3}$ のように表されることを、ライルは見出した。彼は、唯一の合理的な解釈として、これらの電波源は銀河系外の、光度がはくちよう座Aと同程度の天体であり、また、電波源の数密度は遠くの方が近くよりもずっと大きい、と結論した。ライル[367]は1955年に、オックスフォード大学ハレー記念講演で、この状況を次のように表現した。

これは注目すべき重大な結果である。しかし、電波星の大多数が銀河系外にある、という結論をわれわれが受け入れるとすれば(実際この結論を回避するのは難しそうなのだが)、観測事実を定常宇宙論によって説明することはとても不可能だと思われる。

この注目すべき結論は天文学界に驚きをあたえた。熱烈な支持もあったが、このような重大な結論がはたして電波源の計数から導けるか、という懷疑的な意見もあった。何しろ、電波源の物理的性質は十分にわかっていないかったし、最も明るい20個ぐらいの源が比較的近くの銀河と関連づけられていたに過ぎなかったのだから。

その頃シドニーのグループは、ミルズ・クロス(アンテナを十字型に配置した干渉計)を用いて南天の掃天観測を行ない、電波源の数分布が $N(\geq S) \propto S^{-1.65}$ という関係で表されることを見出した。これは一様空間モデルとの有意な差を示していない、と彼らは主張した。1957年に、バーナード・ミルズ(Bernard Mills)とブルース・スリー [368] は次のように述べた。

ゆえにわれわれは、この食い違いは主にケンブリッジ・カタログの誤差を反映したものだと結論する。したがって、その解析にもとづく宇宙論的推論は根拠を欠いている。われわれの観測結果の解析では、電波源の計数に何か宇宙論的に重要な効果が現れているというような、明白な証拠は見られない。

ケンブリッジの計数の問題点は、電波干渉計の合成ビームの立体角を広げすぎたため、微弱な電波源の数が過大評価されたことにあった。望遠鏡のビーム中に弱い源がいくつか存在するために起こるこの現象は“紛れ込み”(コンフュージョン)と呼ばれる。ピーター・シューアー [369] は、個々の電波源を同定せずとも、掃天記録そのものから電波源の計数を導く統計的手法を考え出した。彼が“P(D) テクニック”と呼んだこの方法によって、電波源の数分布の傾きは実は-1.8であることが示された。皮肉なことに、まったく正確な答だったにもかかわらず、この結果は信頼されなかった。シューアーの用いた数学的技法がやや難解だったこともその理由の一端だが、彼の結果がライルやミルズの偏った値のどちらとも違っていたからである。この論争は1958年にパリで行なわれた電波天文学シンポジウム[370]で最高潮に達したが、対立点は解消しなかった。

<sup>†</sup> [訳注] 単位時間に単位周波数帯域、単位面積を通過する電磁波のエネルギー。

この問題が解決を見たのは、電波源の紛れ込みの影響をそれほど受けないよと掃天観測がいくつか行なわれ、精密な位置決定や光学的同定が可能になってからである。その結果は、ライルの1955年の結論が基本的に正しいことを示している。より多くの電波源が遠くの銀河と同定され、また1960年代初めには、光学的同定プログラムがクエーサーの発見につながった。電波源の計数は、ユークリッド空間モデルの期待値を上回っていた [371]。フリードマン・モデルや定常宇宙モデルとの食い違いは、表面的な比較が示唆するよりもずっと大きかった。なぜなら、赤方偏移のかなり大きい源にまで範囲を広げると、理論的に予想される計数は急速に増したからである [372]。1960年代半ばには、赤方偏移の大きい電波源が過剰に存在するという証拠に疑いを差しはさむ余地はなくなった。このことは、定常宇宙論の予想とは相容れないものだった。

#### 12.4 ヘリウム問題と宇宙マイクロ波背景放射の発見

ヘリウムは、励起ポテンシャルが高いために、天文学的観測が難しい元素の1つで、高温の星でしか観測されない。1961年にオスター・ブロック (Osterbrock) とロジャーソン (Rogerson) [373] は、ヘリウムの存在量が、観測可能なところではそこでも驚くほど一様で、質量の比にしておよそ25%になることを示した。さらにもう1つの重要な観測結果が1964年にオデル (O'Dell), パインバート (Peimbert), キンマン (Kinman) [374] によって報告された。それは、古い球状星団M15中の惑星状星雲のヘリウム存在量である。そこでは重い元素が宇宙元素組成に比べ不足しているにもかかわらず、ヘリウム存在量はやはり25%くらいであった。

1964年には、原初の核種合成を以前より正確に計算することが可能になっていた。そのことに気づいたホイルとロジャー・ティラー (Roger Tayler) [375] は、より精密な計算を行なって、質量比でおよそ25%のヘリウムがビッグバンで合成されたとの答を得た。この結果は、観測値と見事に一致するだけでなく、宇宙の物質密度にはほとんど依存しなかった。ホイルとティラーの論文では明言されてはいないが、ビッグバンモデルから導かれる結論の1つは、初期の超高温状態で存在した熱放射が冷えて、その名残が現在でもセンチ波やミリ波で検出できるはずだということだった。アルファーとバーマンの先の予言は、原初核種合成に関するガモフの理論が化学元素組成を説明できなかったために、ほとんど忘れられていた。ビッグバンの残した熱放射を探すというアイデアを1960年代はじめによみがえらせたのは、モスクワ大学のヤコブ・ゼルドヴィッヂたち、およびプリンストン大学のロバート・ディッケ (Robert Dicke) たちであった [376]。

まさにその翌年の1965年に、マイクロ波背景放射がアーノ・ペニシアスとロバート・ウィルソン [377] によって（ほとんど偶然に）発見された。彼らが1960年代

初めにベル電話研究所に入ったのは、通信衛星エコーによる通信試験のために作られた、20フィート・ホーン型反射器を使って電波天文学の観測を行なうためだった。この電波望遠鏡の各部分と、波長7.35cmの受信システムを注意深く較正した後にも、およそ $3.5 \pm 1$ Kに相当する雑音が残ることを彼らは発見したのである。この余剰雑音の寄与は、望遠鏡を天空のどの方向に向いても同じであった。プリンストン大学のディッケのグループは、ビッグバンの残照を検出するため、これとまったく同じ実験を計画していた。プリンストン・グループとの議論が重ねられ、ペニシアスとウィルソンが発見したものは、プリンストンの研究者が探し求めていたものに他ならないことが明らかになった。これが、宇宙マイクロ波背景放射の発見のいきさつである。それから数ヶ月以内にプリンストン・グループ [378] は、波長3.2cmで背景放射の温度を測定して $3.0 \pm 0.5$ Kを得、またスペクトルのレイリージーンズ領域で黒体放射的であることを確認した。

驚いたことに、この程度の放射温度をもつ、ミリ波の広がった成分が存在するという証拠は、ずっと以前に、CH, CH<sup>+</sup>, CNなどの星間分子による、いくつかの弱い吸収線の研究から見つかっていた。たとえばCN分子の場合、基底状態の他に、回転の第1励起状態からの吸収が観測されていた。1941年にマッケラー (A. McKellar) [379] は、この第1励起状態の占有率を実現するのに必要な励起温度が2.3Kであることを明らかにしたのだが、その当時は励起の起源は謎だったのである。

さて、背景放射の発見に続いて、多くの観測が行なわれた。ミリ波帯では大気の吸収のため観測は非常に難しく、気球による観測がいくつか行なわれ、おおむね温度2.7Kの黒体放射のスペクトルと矛盾しない結果が得られた。最善の解決策は宇宙空間から測定することだが、これは1989年11月、観測衛星COBE (Cosmic Background Explorer) の打ち上げによって実現し、華々しい成果をおさめた。この観測によって宇宙背景放射は、温度 $2.725 \pm 0.01$ Kの完全な黒体スペクトルの形であることが示された [380]。

1967年に、ロバート・ワゴナー (Robert Wagoner), ウィリアム・ファウラー, フレッド・ホイル [381] の3人は、ホイル-ティラーの原初核種合成の解析を再度行なったが、今回は、前よりずっと多くの（軽い原子核どうしの）核反応の断面積を使い、また、宇宙マイクロ波背景放射の温度がおよそ2.7Kであることを考慮した。この計算により、原初核種合成によって質量にして25%のヘリウムが生成され、また、この数字は宇宙のバリオン物質の平均密度にほとんど依存しないことが確認された。しかしながら、この過程でつくられる他の核種、すなわち重水素、<sup>3</sup>He, <sup>7</sup>Liの量は、宇宙の平均バリオン密度に敏感に依存した(図29)。これらの元素は、原子核の結合エネルギーが比較的小さく星の中では合成されない、という意味で重要である（重水素と<sup>3</sup>Heは星の中でつくられるよりむしろ壊されてしまう）。

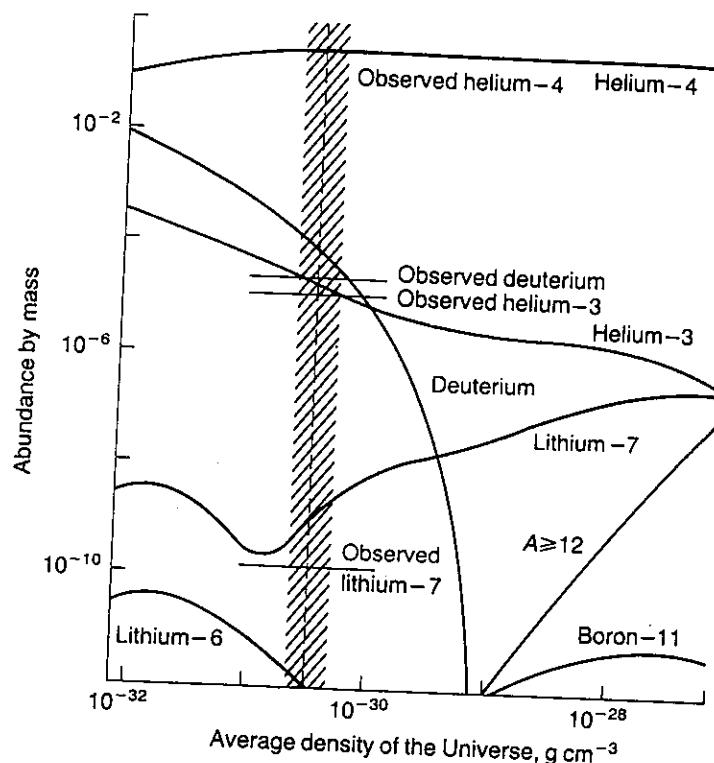


図 29 ビッグバンで生成される軽い元素の量。ワゴナー、ファウラー、ホイル [381] の計算 (1967 年) による。[横軸は宇宙の平均密度、縦軸は質量比]

重水素の星間吸収線は、1973 年に、ジョン・ロジャーソン (John Rogerson) やドナルド・ヨーク (Donald York) [382] によってスペクトルの紫外線領域で発見された。この観測は、コペルニクス紫外線観測衛星によって行なわれ、星間重水素の水素に対する相対存在量が (質量比で)  $1.5 \times 10^{-5}$  であることがわかった。これに続いて行なわれた観測でも、重水素の存在比は他の星の視線方向でも同じであることが示された [383]。これらの観測から、宇宙の平均バリオン密度の上限として  $1.5 \times 10^{-28} \text{ kg m}^{-3}$  という値が設定された。もし平均バリオン密度がこれ以上だと、原初につくられる重水素は少なすぎることになり、また他に重水素を生成できるような天体物理学的過程は知られていないのである。このバリオン密度の上限は、宇宙論の臨界密度よりも 1 衡小さい。

ホイルとティラーをはじめ、ピーブルズ [384] やセルドヴィッチに代表されるモスクワの研究グループ [385] などは、上のような元素合成の研究が、核種合成時代における宇宙の動力学を探る重要な道具になるということを理解していた。もし字

の膨張が急速すぎると、中性子と陽子の比率はより高い温度で固定されてしまい、ヘリウムが過剰につくられることになる。このことは、宇宙論的な時間での重力定数の変化に強い制限を課すだけでなく、また許されるニュートリノの種類の数を 3 に制限する。これは後に、CERN の大型電子-陽子衝突器 (LEP) で、 $Z^0$  ボソンの崩壊生成物のエネルギー幅の研究から検証された [386]。

こうして 1960 年代末には、宇宙初期の高温状態が遺した証跡が 2 つみとめられた。すなわち、宇宙マイクロ波背景放射と軽い元素の宇宙組成である。この 2 つの証跡は標準的なビッグバン・モデルを支持するものであり、以来ビッグバンは天体物理学的宇宙論の標準的な枠組みとして採用されている。

### 13 古典的宇宙論問題

第二次世界大戦の直後、宇宙論的観測の最強の装置は 1948 年に完成したパロマ山の 5 メートル望遠鏡であった。1961 年には、アラン・サンデージが「最も妥当な宇宙モデルを観測的に見極める問題と 5 メートル望遠鏡の能力」と題する論文を発表した [387]。この論文で、サンデージは 6.8 節にリストアップした、宇宙論の基本パラメーターを観測的に求めるためのいくつもの異なる方法を議論した。銀河の性質が宇宙年齢の間に変化しなければ、ハッブル定数や減速パラメーターを求めるいくつかの方法がある。

#### 13.1 ハッブル定数と宇宙の年齢

ハッブル定数  $H_0$  は、宇宙論の公式ではいたるところに出てくる。1956 年までに、サンデージが求めた最も確からしい値は  $75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  であった。ハッブルが当初求めた値に比べてハッブル定数がかなり小さくなった主な原因是、いくつかの銀河で最も明るい星とみなされてきた天体が実は電離水素領域だったり、星団であることが判明したからである。同じく 1956 年に、ヒューマソン、メイヨール、サンデージ [366] は、銀河を無作為に選ぶと銀河の光度関数に幅があるため、平均の赤方偏移-等級関係にかなりのばらつきが生じることを指摘し、この方法を宇宙論パラメーターの決定に使うのはふさわしくないと指摘した。サンデージ [388] は、そのかわりに銀河団中の最も明るい銀河の絶対光度はかなり一定であり、そのばらつきはほんの 0.3 等級に過ぎない (図 30) ことを示した。比較的近傍の銀河団の最も明るい銀河の絶対光度を赤方偏移によらない方法で精度よく決めることができさえすれば、この関係を用いてハッブル定数を決めるはずであった。

1970 年代からは、ハッブル定数の値について長い論争が続いている [389]。サンデージとグスタフ・タンマン (Gustav Tammann) は、ハッブル定数が約  $50 \text{ km s}^{-1}$

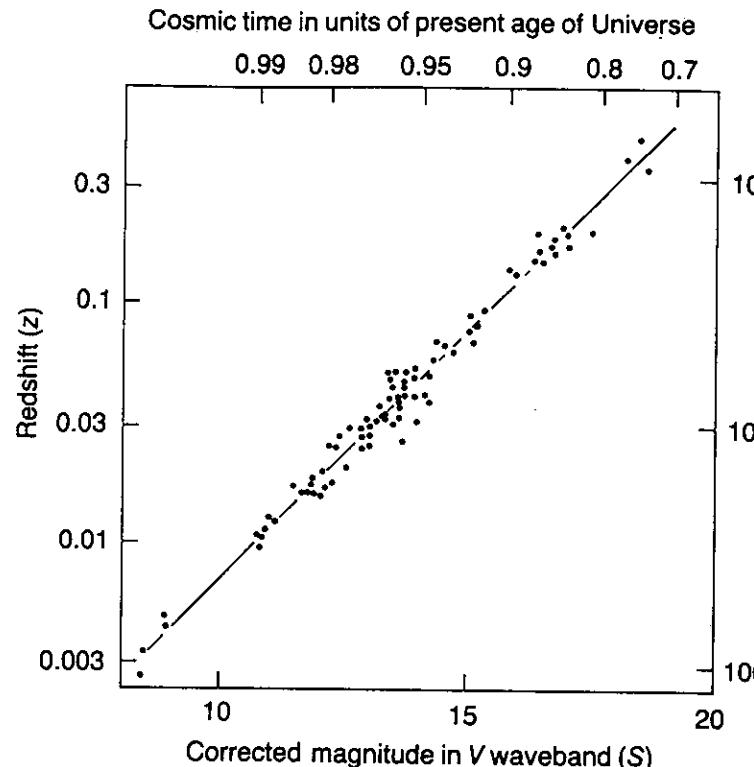


図 30 サンデージが 1968 年に発表した、銀河団中の最も明るい銀河に対する赤方偏移- $V$  等級関係[388]。直線はすべての銀河が同じ光度を持つとした場合に期待される関係、 $m = \log z + \text{定数}$ 。[横軸(上)は現在の宇宙年齢を単位にとった宇宙時間、横軸(下)は  $V$  バンドにおける補正された等級、縦軸(左)は赤方偏移、縦軸(右)は後退速度]

$\text{Mpc}^{-1}$  であるとし、ド・ボーグルール (de Vaucouleurs), アーロンソン (Aaronson), モールド (Mould) たちは  $80 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$  であると主張した。この違いは、とめ座銀河団の距離の推定値の違いに端を発している。おとめ座銀河団が  $15 \text{ Mpc}$  の距離にあるのなら、 $H_0$  の大きな値が正しく、 $22 \text{ Mpc}$  の距離にあるのなら  $50 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$  が正しいということになる。

ハッブル定数の値は宇宙年齢に密接に関係する。サンデージとシェヴァルツシト [193] が 1952 年に開発した手法、つまり含有金属量が少なく最も古いと思われる球状星団のヘルツシュブルング-ラッセル図 (HR 図) を主系列から巨星への恒星化の理論と比べる手法が、宇宙年齢を決める最も信頼すべき方法であろう。図 31 古い球状星団 47Tuc の HR 図とさまざまな年齢の星団の HR 図の理論的分布が比較されている [390]。この星団の年齢は  $(1.2-1.4) \times 10^{10}$  年と推定される。

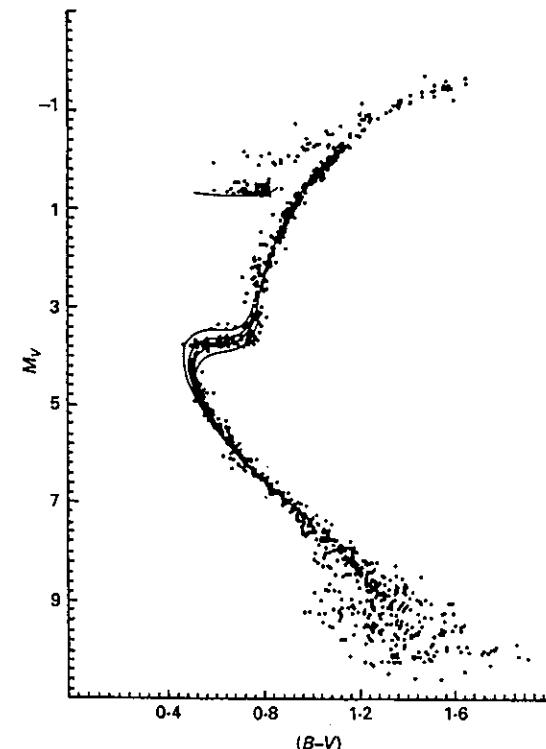


図 31 1987 年にジェームス・ヘッサー (James Hesser) たちが求めた球状星団 47 Tuc に対するヘルツシュブルング-ラッセル図。(図 2 も参照)

比較のため述べると、ハッブル年齢  $H_0^{-1}$  はハッブル定数が  $50 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$  の時は  $2.0 \times 10^{10}$  年、 $100 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$  の時は  $1.0 \times 10^{10}$  年となる。つまり、ハッブル定数が  $50 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$  なら宇宙項  $\lambda=0$  のフリードマン・モデルでも矛盾しないが、 $100 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$  だと正の宇宙項を導入するか、場の方程式に修正を加える必要が生じる。

### 13.2 減速パラメーター

銀河団の最も明るい銀河に対する赤方偏移-等級関係は、図 30 のような印象的な直線関係を示す。だが、この関係はまだ宇宙モデルによる違いがあまり出ない赤方偏移 0.5 までの範囲に限られている。それに、銀河団の最も明るい銀河の特性と銀河団の他の性質との関係に基づく補正を施す必要もある。減速パラメーター  $q_0$  の値に対する不定性はかなり大きく、サンデージによる最近の推定値[391]は  $q_0=1\pm 1$  である。

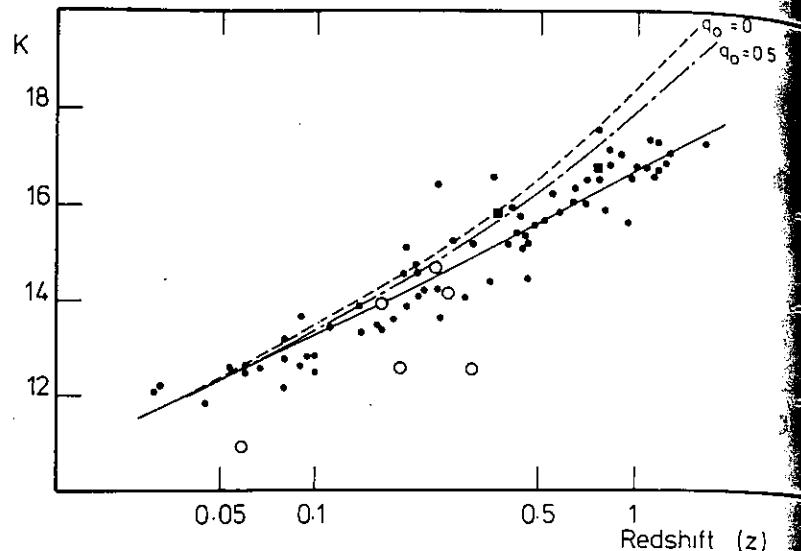


図 32 3CR カタログの電波銀河の完全サンプルに対する赤方偏移 (redshift)-K 等級関係。K 等級は波長  $2.2\mu\text{m}$  の赤外線での等級である。破線は減速パラメター  $q_0=0$  と  $0.5$  のモデルに対する理論曲線である。実線は銀河に含まれる古い恒星の進化効果を考慮した標準宇宙モデルの理論曲線である。中空きの円は電波銀河で、そのスペクトルに活動銀河中心核からの非熱的放射による成分が混ざっている例である。

赤方偏移-等級関係を決めるのにより適切な銀河を見つける方法が 1980 年代初年に開発された。第一世代の CCD カメラが実用化されると、ほとんどすべての明るい電波源が極めて暗い微かな銀河であることが確認された。これらの銀河は、強烈なシャープな輝線スペクトルを示すものが多く、ハイロン・スピナラッド (H. Spinrad) たちは、これらの電波銀河の多くが大きな赤方偏移を示すことを発見した。同時にこれらの銀河の赤外測光も感度の高いインジウム・アンチモン検出器の実用化で可能となった。ケンブリッジの 3CR 電波源の完全サンプルに対する赤方偏移-K 等級関係はサイモン・リリー (Simon Lilly) と筆者 (Longair) [392] が 1984 年に赤外波長  $2.2\mu\text{m}$  で測定した (図 32)。この研究で、赤方偏移 1.5 まではかなりの K 等級-赤方偏移関係が成立したこと、だが赤方偏移の大きい銀河は減速パラメーター  $q_0$  が 0.5 の宇宙モデルから予想される明るさよりも明るいことが判明した。初期には巨星に進化する星の割合が大きかったはずであるという進化効果を単純に補正すると、減速パラメターの値は 0 から 1 の間のいろいろな値をとる可能性がある。だがこの単純な考えには問題がある。1980 年代後半、チェインバース (Chambers), マイリー (Miley) たちは電波スペクトルが急な勾配を示す電波源を調べ、赤方偏移が 2 以上の電波銀河を多数見つけた。これらの電波銀河では、電波像は光

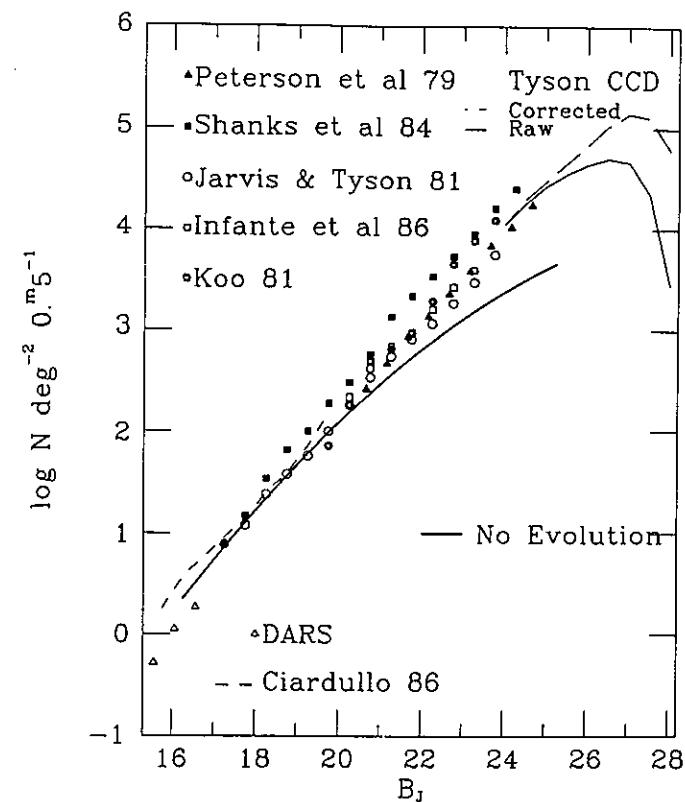


図 33 青色 (B) での極めて暗い銀河の数と一様宇宙モデル (実線) よる理論予測値 [395]。

赤外線でみた像と同じ方向にそろった広がり方を示すものが多いことがわかった。これらの天体の赤外線放射の解釈は慎重にする必要があるようである [393]。銀河が全体として宇宙年齢の間に進化してきたという証拠は、銀河の計数分布の研究から見つかった。1980 年ころまで、観測できる最も暗い天体はおよそ 22 等級から 23 等級であった。観測者の間で相違はあったが、銀河の数が一様で平坦な宇宙モデルで予測される数分布と一致しないという強い証拠はなかった。1980 年代に入り、4 メートル級望遠鏡に CCD カメラがつけられるようになると、ずっと暗い銀河まで数えることが可能となった。そのような観測で最も暗い天体まで写し出したのは、タイソン (Tyson) の観測であった [394]。青色等級で 22 等級より暗い天体については、銀河の数が予想よりも多いことがわかった (図 33)。それに比べて、赤色や赤外線での観測から求めた銀河の数には、進化効果の影響は見られなかった。銀河の進化によるこれらの効果の性質はまだよくわかっていない。

### 13.3 活動的銀河の宇宙論的進化

宇宙年齢の間にある種の系外天体が非常に顕著な進化を示すことが1960年頃明らかになった。電波源の等級に対する数分布が急な勾配を示すこと、電波クエーサーが次々に光学天体に同定されたことにより、電波源が著しい宇宙論的進化効果を示すことが示された [396]。1968年、マイケル・ローワン-ロビンソン (Michael Rowan-Robinson) とマールテン・シュミット [397] は、独立に電波観測試験と呼ばれるようになった手法を編み出し、電波クエーサーがその観測限界に集中して存在する傾向があることを示した。それ以来、電波源の宇宙論的進化様子を正確に測定するため、系統的な探査観測がいくつか実施された。最初の研究はジェームス・ダンロップ (James Dunlop) とジョン・ピーコック (John Peacock) が1990年に完了したもので [398]、電波源の光度関数の時間的変化の様子が図34に示されている。宇宙年齢の間の進化の効果が実に著しいことがこの図からわかる。

1980年代初めまでには、系統的な光学的観測でクエーサーを探す研究がショット、グリーン (Green), ホーグ (Hoag), スミス (Smith) とオスマー (Osmer) より行なわれ [399]、電波クエーサーと同様に光で発見されたクエーサーも著しい進化効果を示すことが明らかとなった。オスマーは、実際に観測される赤方偏移が大きな天体の数が赤方偏移が2までの天体の赤方偏移分布や計数結果を説明するモデルから期待される数に比べて、かなり少ないことに気づいた。1980年代後半、天体写真乾板を高速測定する装置が開発され、クエーサーの検出をあまり見逃さなく完全に行うことができるようになった。ブライアン・ボイル (Brian Boyle) たちはB等級で21等、赤方偏移 $z=2.2$ までのクエーサーを400個以上も発見した [400]。デイヴィッド・クー (David Koo) たち [401] は4メートル望遠鏡を用いて複数の色帯での写真乾板を撮り、狭い天域ではあるが $B=22$ 等級まで数えきれない観測を行なった。マイケル・アーウィン (Michael Irwin) とリチャード・マクマホン (Richard McMahon) たち [402] は48インチ・シュミット望遠鏡を使った多色探査の手法をより完全なものにし、赤方偏移が4.8までのクエーサーを数発見することに成功した。

X線で暗い天体まで探査観測ができるようになったのは、1982年のアインシャインX線衛星が最初である。アインシャイン衛星は活動銀河中心核に付随するX線天体が数多くあるという兆候をつかんだ。X線源も宇宙論的進化を遂げているという決定的な証拠は、1991年に打ち上げられたROSAT衛星が実施したX線源観測の成果である。ギュンター・ヘイシンガー (Gunther Hasinger) たち [403] が、1993年に求めたX線源の数分布は、電波源やクエーサーの計数観測で知ら

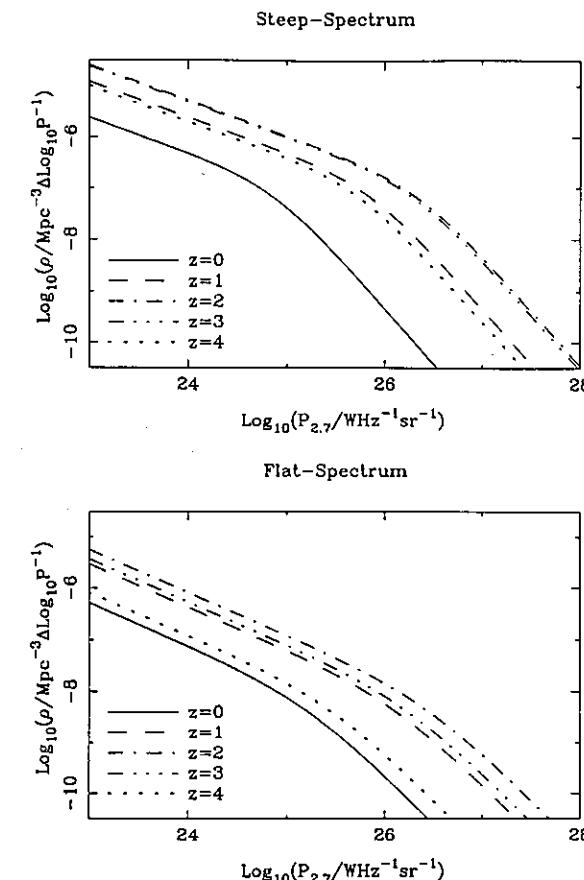


図34 銀河系外電波源の光度関数の時間進化。電波スペクトルが平坦なもの（下）と、急なものの（上）について光度関数が赤方偏移（すなわち宇宙時刻）とともに変化してきた様子を示している [398]。光度関数とは、一定の共動体積の空間中に含まれる電波源の数を電波源の光度ごとに示したものである。共動体積とは、宇宙の膨張に乗った座標系で測った体積を意味する。したがって、この関数が変化するということは、宇宙膨張による個数密度の減少を差し引いた上での変化が実在することを示している。

れた分布と同じ傾向を示すことが明らかになった。それは、ユークリッド空間に一様に分布している場合に期待される分布よりも、明るい天体については、傾きが大きく、暗い天体では傾きが小さくなるという傾向である。

赤方偏移の大きい領域で観測される、あらゆる型の活動的銀河について、同じような宇宙論的進化の傾向が見られる。その光度進化の様子は、赤方偏移 $z$ が0から2の間で光度が $L = L_0(1+z)^3$ 、とほぼ表現できる。これより赤方偏移が大きい領域

では光度は  $(1+z)^3$  のまま増えては行かない。だが、光度が頭打ちになって下りか、 $z=2$  での共動空間密度のままほぼ光度が一定の分布となるのかはまだわからない。ほぼ、言えることは、銀河の活動が現在の宇宙年齢の約 20-25% の間にかなり活発であったということである。いったいなにがこのような銀河活動であったのかはよくわかっていない。

### 13.4 密度パラメーター

宇宙の臨界密度  $\rho_{\text{crit}} = 3H_0^2/8\pi G$  はハッブル定数の値に依存するので、ハッブル定数を規格化して無次元のハッブル定数  $h$  を導入し、 $H_0 = 100 h \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$  とすれば、宇宙の平均密度は  $\Omega_0 = \rho/\rho_{\text{crit}}$  となる。これが  $h$  の値によって決まる。光で見える銀河を数えて求めた宇宙の平均密度は、ハッブルが 1926 年に渦巻星雲が銀河系外天体であると論じた最初の論文の中에서도既に定義が述べられている。オールト [404] が 1958 年に再度行なった解析によると、宇宙の平均密度はハッブル定数を  $180 \text{ km s}^{-1}\text{Mpc}^{-1}$  と仮定すると、 $3.1 \times 10^{-28} \text{ kg m}^{-3}$  となつた。この推定値は現在の推定値と大きくは違わない。

1978 年にガン [405] は宇宙の平均密度が臨界密度程度であるとすると、質量密度がいくらになるはずであるかを計算し、 $(M/L)_{\text{crit}} = 2600h$  となることを発表した。われわれの銀河系の銀河面近傍での測定で求められていた値は、これよりもずっと小さい値であった。銀河に暗黒物質があることを想定すると、質量光度比  $M/L$  は 100 から 150 程度にもなりうる。かみのけ座銀河団のような大型の銀河団では、質量光度比は 250 程度にも達するが、この値は渦巻銀河の  $M/L$  比に比べて 3 倍もない  $M/L$  を持つ楕円銀河や S0 銀河に偏った値である。実際の宇宙では、単位体積あたりの光の大部分は渦巻銀河の光である。この質量光度比は実際に宇宙を閉じるために必要な質量にまだ大幅に満たない。ガンの方法で銀河、銀河団などの自己重力に対して求めた密度パラメーターは 0.1 程度であり、 $h$  の値に依存しない。

これらの結果は、宇宙の平均質量密度を単位体積あたりの銀河などの質量の和から決めると、宇宙が閉じている場合に必要な密度の 5 分の 1 から 10 分の 1 程度しかないという一般的な見解の根拠となっている。したがって、もしも宇宙が臨界密度となっているなら、質量の大部分は銀河団と銀河団の間の空間に存在するといふことになる。そのような可能性を示唆する観測結果が、銀河の大規模分布や銀河の有運動の観測から得られつつある。1980 年代に、このような研究は宇宙ビリアル理論と呼ばれていた [406]。銀河団に属さない一般の銀河の無秩序運動の大きさは  $0.2$  以上であることを示唆している。超銀河団やグレート・アトラクターと呼ばれる未確認の系に落ちて行く銀河の運動の観測からもそのような結果が得られる [407]。赤外線天文衛星 IRAS が発見した多数の赤外放射銀河の完全サンプルを調べて、その分布から宇宙の平均密度を算定する試みが最近なされた [408]。そ

れは宇宙の平均密度がほぼ臨界密度であることを示唆している。

しかし、宇宙の密度が臨界密度に近いのなら、ほとんどの質量は普通の物質のようないい、たゞ、銀河の活動が現在の宇宙年齢の約 20-25% の間にかなり活発であったということである。いったいなにがこのような銀河活動であったのかはよくわかっていない。

## 14 銀河の形成

標準的なフリードマン宇宙モデルは等方的かつ一様であるから、現実の宇宙で見られるきわめて多様な構造が欠落している。これをもっと現実的なモデルにするための次のステップは、小さなゆらぎ（擾動）を加えて、それが重力のもとでどのように発達していくかを調べることである。この問題は、1902 年にジーンズ [282] が、通常の媒質の場合に対して解いた (9.3 節参照)。十分に大きいスケールでは、むしろ成了した物質の重力（引力）が圧力勾配の抵抗に勝って崩壊に至る。

同様の解析は、膨張する媒質中の球対称のゆらぎの場合について、1930 年代にルメートルやトルマン (Tolman) [409] によって行なわれ、その一般解は 1946 年にエフゲニイ・リフシツ (Evgenii Lifshitz) [410] によって求められた。重力崩壊の条件はジーンズの場合とまったく同じだが、重要な違いは、ゆらぎの成長が今度は指数的増加ではなく、代数的になることである。 $\Omega_0 = 1$  の臨界モデルでは、密度のコントラスト  $\Delta = \delta\rho/\rho$  は時間  $t$  と共に、 $\Delta \propto t^{2/3}$  のように成長する。放射優勢宇宙についても同様の結果が得られた。これから導かれる結論は、宇宙の大規模構造が形成されるもとになった密度のむらは、無限小のゆらぎからは成長し得なかった、ということである。このような理由から、ルメートル、トルマン、リフシツらは、重力崩壊では銀河は形成できないのではないかと推論した。

これに対し、初期宇宙に有限のゆらぎを取り入れ、その質量分布が時間と共にどう推移するかを詳しく追跡することが問題の解決につながる、という立場をとる研究者もいた。ゼルドヴィッチやノヴィコフの率いるモスクワ学派やプリンストン大学のピーブルズは、1960 年代に、宇宙の構造の時間的発展に関する先駆的研究を行なった。ある物理スケールの密度ゆらぎに注目し、その足跡を追って過去にさかのばると、赤方偏移のかなり大きいある時点において、そのゆらぎの大きさは“地平線スケール”（すなわち  $r = ct$ ,  $t$  は宇宙の年齢）になってしまことがわかった。1964 年にノヴィコフ [411] は、銀河や銀河群のスケールの構造を形成するのに必要な条件を示した。すなわち、現時点までに銀河が形成済みであることを保証するには、地平線スケールの密度ゆらぎの振幅は  $\Delta \sim 10^{-4}$  でなければならない、というのだった。

1965年の宇宙マイクロ波背景放射の発見は、ただちに、これらの研究に影響を与えた。銀河間ガスの“歴史”を詳細に決定できるようになったからで、背景熱放射の温度は  $T = T_0(1+z)$  のように、スケール因子と共に変化する。赤方偏移  $z \sim 1500$  では、この放射の温度はおよそ 4000K となり、分布の尻尾には、銀河間水素をすべて電離するのに十分な光子がある。この時、プラトを“再結合期”と呼び、それ以前は水素は完全に電離していたことになる。時期の少し前に、放射の慣性質量密度が物質の質量密度と等しくなる ( $\rho_c = \rho_m$ ) 時期があり、それ以前の宇宙は放射優勢であった。

電子の散乱による物質と放射の結合は、1966年にワイマン [412] によって、1969年にはさらに詳しい計算がゼルドヴィッチとスニャーエフ [413] によってなされた。後者の解析は、カンパニーエツ (Kompaneets) [414] がつくりあげたコンプトン散乱の理論（このすぐれた業績は長年極秘扱いされ、1956年によく公表された）に基づいていた。ゼルドヴィッチらが明らかにしたのは、放射優勢時代には、銀河間ガスが電離されているかぎり、コンプトン散乱によって物質放射の熱接触はきわめてよく保たれていたということである。これにより、再結合以前のすべての時期について音速（したがってジーンズ長）を決定することがになった。

1968年にジョセフ・シルク (Joseph Silk) [415] は、再結合期以前の放射のプラズマ中では、音波が電子散乱を繰り返して減衰することを示した。じたばた、質量が  $10^{12} M_\odot$  程度以下のゆらぎは再結合期までに散逸してしまうことに細かいスケールの構造は一掃され、大型銀河や銀河団のような大規模な構造は再結合期以後に形成される。1970年代初め、ハリソンとゼルドヴィッチ [416] は、それぞれ独立に、初期のゆらぎのサイズのスペクトル（分布）を考慮して、観測する宇宙の構造を説明するには、質量ゆらぎのスペクトルの形が  $\Delta(M) \propto M^{-2.5}$  だとすればよいことを示した。これに対応する初期ゆらぎのパワースペクトルは  $|\Delta_k|^2 \propto k^n$  ( $n=1$ 、振幅は  $\sim 10^{-4}$  ) である。これはハリソン-ゼルドヴィッチスペクトルと呼ばれ、異なるスケールの質量ゆらぎが地平線から現われるときにはすべて同じ振幅である、という好ましい特徴をもつ。

1970年代には、宇宙の構造の起源についての2つの考え方が進展した。それは断熱モデルと呼ばれる。この見方によれば、初期のゆらぎは再結合期以前の断熱的音波であり、宇宙の構造は（比較的遅い時期に大振幅  $\delta\rho/\rho \sim 1$  に達した）大きいスケールの構造の分裂によって形成された。もう1つの見方では、初期ゆらぎは波ではなく、再結合期以前のプラズマの等温ゆらぎで、背景放射と圧力平衡の状態だったと考える。これは、断熱的小質量ゆらぎのように減衰を受けないから、ゆらぐスケールの質量のゆらぎが再結合期まで生き残る。銀河や銀河団は、その

層的集団化のプロセスにより形成されたとされる。断熱説は、最初に最も大きいスケールの構造が形成される“トップダウン”プロセスと考えられ、また、等温説では、小スケールのものが集まってより大きい構造を形成する“ボトムアップ”プロセスに相当する。断熱説では、銀河や星や化学元素はすべて遅い時期につくられる事になるが、等温説の場合には、銀河も星も重い元素も、赤方偏移の大きい、早期に形成され始めてよい。

これらのモデルを検証する鍵は再結合期における密度ゆらぎの存在で、それは宇宙マイクロ波背景放射に痕跡を残しているはずである。背景放射の温度ゆらぎの源は、小さい角度のスケールでは主に密度ゆらぎの崩壊に伴う微小なドップラー散乱の第一近似 [417] に伴うものと考えられ、またそれよりも大きいスケールでは最大規模の密度ゆらぎから光子が脱出するときに被る重力赤方偏移による。これはザクス-ウルフ効果 [418] と呼ばれている。これら初期の理論で予言されたゆらぎの振幅は  $\Delta T / T \sim 10^{-3} - 10^{-4}$  で、この程度の大きなゆらぎなら宇宙マイクロ波背景放射の等方性/非等方性の測定能力の範囲に十分おさまっていた。

宇宙マイクロ波背景放射の振幅ゆらぎの観測精度が向上するにつれて、低い密度パラメーター値をとるモデルは、背景放射のゆらぎの上限との矛盾が深刻になった。なぜなら、これらのモデルでは、再結合期以後にゆらぎの成長がほとんどないからである。一方、宇宙論的核種合成から導かれるバリオン密度の上限によれば、もし密度パラメーターが 1 なら、宇宙の物質のほとんどは何かバリオン以外のかたちでなければならないことになってしまう。

これらの問題に対する1つの解決策が1980年に現われた。リュービモフ (Lyubimov) とその共同研究者ら [419] が、電子ニュートリノは約 30eV という有限の静止質量をもつ、という報告をしたのである。すでに1966年にゲルシュタイン (Gershtein) とゼルドヴィッチ [420] は、有限静止質量のニュートリノが残存していれば宇宙の質量密度にかなり寄与するはずだと指摘していた。また1970年代にはマルクス (Marx) とサライ (Szalay) [421] が、ダークマターの候補として有限質量をもつニュートリノを考え、またそのようなニュートリノが銀河形成に果たす役割を調べた。リュービモフの結果の興味深い点は、もし残ったニュートリノがこの静止質量をもつとすれば、宇宙はちょうど閉じてしまう（すなわち  $\Omega_0 = 1$  となる）ことだった。

ゼルドヴィチら [422] は、断熱モデルの新バージョンを開発したが、それによると、有限質量のニュートリノが宇宙の大勢を占めていた。ニュートリノが非対称的になるとすぐに、そのゆらぎは成長を始めるが、ニュートリノの相互作用は弱く、密度ゆらぎから自由に流れ出すことができる。質量  $M \geq 10^{16} M_\odot$  という非常に大きいスケールのゆらぎだけが再結合期まで生き残った。もとの断熱モデルと同

様、まず最大スケールの密度ゆらぎが形づくられ、その後、分裂によって小さいスケールの構造が生じた。1970年にゼルドヴィッチ [423] は、崩壊する球形な推移を表す解を発見し、これを用いて大きいスケールのゆらぎがシーケンケイ状の構造を形づくることを示した。彼は、それが銀河分布に見られる模なフィラメント構造と似たものだと考えた。このモデルでは、期待されるロ波背景放射の温度ゆらぎは大幅に減少した。なぜなら、背景光子が最後にされた決定的な時期には、バリオン物質の密度ゆらぎはまだ小幅だったからで、この銀河形成のシナリオは“熱いダークマター”説として知られている（ニュートリノは比較的遅い時期でもまだ相対論的だったので“熱い”と形容される）。

しかしながら、この見方にもいくつか問題があった。現在では、リューピー結果は誤りであったと考えられている。電子ニュートリノの静止質量の上限が現在受け入れられている値（90% 信頼度）は 7.9 eV である [424]。さらに、ニュートリノが銀河や銀河群・銀河団に潜むダークマターの正体だとすると、ニュートリノの質量は制約を受ける。1979年にガンとトレメイン（Tremaine） [425] が、ニュートリノがフェルミ粒子であることに伴う位相空間の制約を用いて、ニュートリノ質量の上限が設定できることを示した。30 eV のニュートリノは銀河団や銀河のハローをまとめることができるが、矮小銀河をまとめるために必要なニュートリノの質量は 30 eV よりはずっと大きくなければならない。これは必ずしも致命的欠陥というわけではなかった。なぜなら、矮小銀河のハローに別のかたちのクマターが存在することも考えられたからである。

またそのころには、素粒子物理の理論から、ダークマターの候補としては他にさまざまなものが考えられる、ということがわかってきた。たとえば、アクシグラヴィティーノやフォティーノのような超対称性粒子、ニュートリノに類似する超弱相互作用をする粒子などで、これらはすべて非常に初期の宇宙の残存物を得る。1980-82 年は、素粒子物理学者の間で、初期宇宙を素粒子物理学の“実験”として真剣にとらえ直す動きが目立った期間であった。1982年にピープルズ [426] は、素粒子物理学者が提案したこれら風変わりな粒子を包含する“冷たいダークマター”という術語を導入した。これらの“弱相互作用・大質量粒子”（weakly-interacting massive particles; WIMPs）は、非常に初期の宇宙でつくられたとすると、それまでには非常に冷たくなっているはずである。

“冷たいダークマター”的シナリオ [427] は、多くの点で等温モデルに類似している。この物質は非常に冷たいので、密度ゆらぎは自由流出によって崩れることはない。再結合期以後は、“熱いダークマター”的シナリオと同様、バリオン物質・ダークマター中に成長するポテンシャル井戸に落ち込む。こうして、銀河や銀河団は階層的集団化によって再結合後に形成される。階層的集団化の過程を記

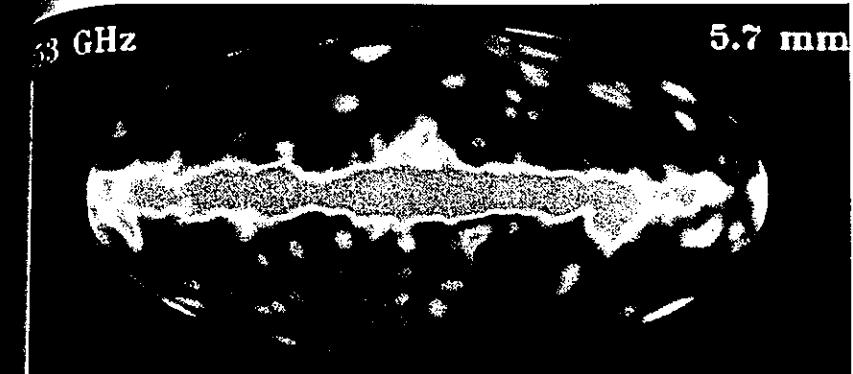


図 35 観測衛星 COBE が観測した波長 5.7 mm での全天地図（銀河座標）。背景放射の中を地球が運動していることに由来する双極子成分は取り除いてある。われわれの銀河系の放射は図の中央を横切る明るい帯として見える。天空の高緯度部分で統計的平均をとると、強度ゆらぎは  $30 \pm 5 \mu\text{K}$  の（宇宙論的原因による）信号に相当する。

する非常に役に立つ表現理論が、1974年にウィリアム・プレス（William Press）とシェヒター [428] によって提唱された。これは、いろいろな質量の天体の質量関数が（はじめの質量関数が与えられたとき）時間と共にどのように推移するかをかなりよく表す。

これら、ダークマターが関わる銀河形成の諸説は、詳細な解析やコンピューター・シミュレーションの対象となり、さかんに研究されてきた。冷たいダークマターのシナリオは、宇宙における銀河分布の特徴の多くを説明でき、また検証可能な予言ができるという大きな利点がある。大きな問題は、非常に大規模な構造の存在を説明することだけだった。最も重要な検証のひとつは、宇宙マイクロ波背景放射のゆらぎの強度スペクトルの予言だったが、これは 1992 年に観測衛星 COBE により検出された。 $10^\circ$  の角度スケールで、振幅が  $\Delta I/I = 10^{-5}$  のゆらぎがジョージ・スムート（George Smoot）ら [429] によって発見されたのである（図 35）。1993 年には、カナリア諸島のテネリフェ（Tenerife）で行なわれた地上観測でも、同じレベルのゆらぎが観測された [430]。観測された強度ゆらぎは、標準的な冷たいダークマター説から期待される振幅より 2 倍程度大きかった。これらのゆらぎの空間的な広がりは、銀河分布の観測に見られる最も大きい空孔やボイドのサイズのおよそ 10 倍に相当し、ザックス-ウルフ効果に関係している。

冷たいダークマター説は、銀河形成の考え方として優勢になってはいるが、すべての観測事実とつじつまを合せるためには、若干の“つぎはぎ細工”が必要である。

15 最初期の宇宙 [431]

標準ピッグバンモデルは成功をおさめたものの、われわれが今日観測する宇宙が創造されるように初期条件を設定してやらなければならないといふ不完全である。次の4つの情報は、初期条件として組み込む必要がある。

- (i) 宇宙は等方的でなければならない。
  - (ii) 宇宙の最初期において、ごくわずかのバリオン-反バリオン非対称性しなければならない。
  - (iii) 宇宙はきわめて臨界宇宙モデル ( $\Omega=1$ ) に近いかたちに設定されなければならない。
  - (iv) 現在の宇宙の大規模構造が形成されるもとになったゆらぎのスベガ、初期に存在していなければならない (14節参照)。

第1の要請は、過去にさかのほるほど地平線スケールに含まれる質量はどんどんなくなるので、なぜ現在の宇宙が最も大きいスケールでこれほど等方的か理かないことから出てくる。第2の要請は、今日における光子数とバリオン数の  $N_\gamma/N_B = 4 \times 10^7 / \Omega_B h^2$  ( $\Omega_B$  はバリオンの密度パラメーター) であるという事実である。光子が生成も消滅もしないなら、この比は保存される。温度がおよそ 10<sup>10</sup> K は、光子場から電子-陽電子対生成が起こる。それ以前の、温度が充分に高い時は、バリオン-反バリオン対生成が起こるので、最初期の宇宙ではバリオン-反バリオン比にわずかの非対称性がなければならない。1965年にゼルドヴィッチ [43] はもし宇宙が物質と反物質について完全に対称なら、今日の光子とバリオン-反バリオンの比はおよそ  $10^{18}$  となることを示した。バリオン対称性をもつ宇宙モデル [433] いろいろ(たとえば、1962年にアルヴェーンとクライン (Klein) [433] により、また 1967 年にオムネス (Omnes) [434] によって) 提唱されたが、どれも初期宇宙で物質と反物質がどうやって分離されるのか、納得いく説明を与えることができなか

第3の条件は、1979年にディッケとピーブルズ[435]が指摘したもので、  
実から生じる。すなわち、標準宇宙モデルによれば、もし密度パラメーターが  
 $(\Omega=1)$ と異なる値に設定されたとすると、時間がたつにつれ非常に急速に  $\Omega$   
から遠ざかってしまう。現在  $\Omega$  の値は、確かに 1 からそれほど (1 衍以上は)  
いないのだから、遠い過去には臨界値にきわめて近かったはずである [訳注:  
性の困難と呼ばれている]。

1967年にサハロフ(Sakharov) [436]は、バリオン-反バリオン非対称性が、  
間子の崩壊で見られるような“対称性の破れ”に関係しているのではないかと  
唱した。素粒子の大統一理論によれば、超高温では同様の対称性の破れが起こる

その考え方が最初期の宇宙の物理に応用された。対称性の破れから導かれる  
バリオン比の推定値は、観測値とおむねよく一致している。

も注目すべき、概念の新展開は、1981年にアラン・グース(Alan Guth) [437] が唱した、最初期宇宙のインフレーション・モデル<sup>†</sup>の登場だった。それ以前にこのモデルの前ぶれのような提案はいくつかあった。1968年にゼルドヴィッチは、宇宙項 $\Lambda$ を真空の零点ゆらぎに関連づけて物理的に解釈できると指摘し、1974年にリンデ(Linde) [438] が、また1977年にブラッドマン(Bludman)・ルーダーマン(Ruderman) [439] が、粒子に質量を与えるために導入されたスカラ・ヒグス場のもつ性質が、宇宙項が正值をとる場合と似かよっていることを示

ースは、初期宇宙の指数的膨張（インフレーション）が、大きいスケールでの等方性と、空間部分の平坦性を同時に解決することを示した。指数的膨張のは、最初期の宇宙で互いに因果関係のあった粒子を急激に引き離して、局所的線のかなたへ追いやってしまうことである。したがって、インフレーション期には宇宙は大きいスケールでの等方性をもつことが説明できる。宇宙は、インフレーション期の終りに標準的なフリードマン宇宙モデル（幾何学的に平坦で、 $\Omega=1$ ）に変容する。グースの当初の説では、フリードマン解への変化は種の相転移であった。このモデルは1982年に、リンテや、アルブレヒトとシュンハルト（Steinhardt）[440]によって、最初の考え方の問題点を回避するよう改訂され、フリードマン解への遷移はずっとゆっくり、連続的に起こるとされた。1982年以来、インフレーションのシナリオは、宇宙のはじめの  $10^{-34}$  秒から  $10^{-32}$  までの進化を表すものとして盛んに研究されている。この理論がおさめたさらなる成功の1つとされるのは、インフレーションの原動力であるヒグス場のゆらぎが、インフレーションの過程でそれ自身もまた増幅され、ハリソン-ゼルドヴィッヂのストルが理論から自然に導かることである。このような考え方には有望ではあるが、インフレーション・フェーズの物理はまだ十分満足できるかたちにできあがつはない。

このような考え方の方法論的な問題点は、地上の実験室で検証可能な範囲をはる  
に超えるエネルギー領域への外挿に根拠を置いていることである。宇宙論と素粒  
物理がいっしょになって、自力だけで初期宇宙の首尾一貫した解をつくりあげよ  
としている。これはわれわれが期待できる最善の方法かもしれないが、これらの  
論を検証する独立な方法があれば、それに越したことはないだろう。

## 参考文献と補遺

- [1] 20世紀の天体物理学や宇宙論の歴史に関しては、興味深い材料があるが、ここではそれをほどほどのスペースに要約しなければならぬ。したがって、この概説に取り上げることのできる題材は限られる、純粹に天文学的なものは犠牲にしても、物理的な側面を強調する題材を選んだ。たいへん残念ではあるが、位置天文、惑星天文、遠鏡製作の歴史や天文測定技術など、天文学の主要な分野を省略を得なかつた。重要な天文学的話題の多くも、簡単に触れる程度に止っている。本文を大幅に拡張した増補版が1996年にケンブリッジ版局から出版される。その版ではもっと幅広い題材を取り上げ、歴史的、物理学的背景についてもずっと詳しく解説することになる。筆の執筆にあたっては、以下に挙げる参考書がとくに役立った。
- Lang K R and Gingerich O (ed) 1979 *A Source Book in Astrophysics, 1900-1975* (Cambridge MA: Harvard University Press)  
本書には、1900年から1975年の間に発表された論文など原資料のリストとそれに対する科学史的解説が数多く含まれている。すべてのは英訳されている。
- Gingerich O (ed) 1984 *The General History of Astronomy, vol 4. Astrophysics and Twentieth-Century Astronomy to 1950*: Part A (Cambridge: Cambridge University Press)
- Hearnshaw J B 1986 *The Analysis of Starlight: One Hundred and Years of Astronomical Spectroscopy* (Cambridge: Cambridge University Press)
- Bertotti B, Balbinot R, Bergia S and Messina A (ed) 1990 *Modern Cosmology in Retrospect* (Cambridge: Cambridge University Press)
- North J D 1965 *The Measure of the Universe* (Oxford: Clarendon)
- Gillespie C C (ed) 1981 *Dictionary of Scientific Biography* (New York: Scribner)
- また、読者が天文学用語を一応熟知していることを前提にした、術語の解説や、天文学の各分野の概説としては、次の書物が薦められる。
- Audouze J and Israël (ed) 1988 *The Cambridge Atlas of Astronomy* (Cambridge: Cambridge University Press)
- Maran S P (ed) 1992 *The Astronomy and Astrophysics Encyclopedia* (New York: Van Nostrand-Reinhold) and (Cambridge: Cambridge University Press)
- [2] Bessel F W 1839 *Astron. Nach.* 16 64
- [3] Wollaston W H 1802 *Phil. Trans. R. Soc.* 92 365
- [4] フラウンホーファーの発見が最初に報告されたのは、1814年と1815年。ミュンヘン科学アカデミーでの講義の中であったが、印刷発表は1817年(次の文献)である。
- Fraunhofer J 1817 *Denkschr. Münchener Akad. Wiss.* 5 193  
これらの論文は英語では、1823 *Edinburgh Phil. J.* 9 296 および *Edinburgh Phil. J.* 10 26 に発表された。
- [5] Fraunhofer J 1823 *Gilbert's Ann.* 74 337
- [6] Kirchhoff G 1861 *Abh. Berliner Akad.* 62; Part 1 1862 *Abh. Berliner Akad.* 227; Part 2 1863 *Abh. Berliner Akad.* 225
- [7] セッキのI類からIII類までは、Secchi A 1863 *C. R. Acad. Sci. Paris* 364に、またIV類は1868 *C. R. Acad. Sci. Paris* 66 124に述べられる。
- [8] ピッカリングー派が行なった多くの掃天観測の記述は次の文献にある。
- Hearnshaw J B 1986 *The Analysis of Starlight: One Hundred and Fifty Years of Astronomical Spectroscopy* (Cambridge: Cambridge University Press) ch 5.

- Pickering E C 1890 *Harvard Coll. Obs. Ann.* 27 1. このカタログはフレミングの仕事に基づくもので "The Draper Catalogue of Stellar Spectra" という表題がついている。
- Cannon A J and Pickering E C 1901 *Harold Obs. Ann.* 28 (Part II) 131
- Saha M N 1920 *Phil. Mag.* 40 479
- Fowler R H and Milne E A 1923 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 83 403; 1924 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 84 499
- ヘンリー・ドレーパー (Henry Draper) カタログは、1918年から1924年のハーヴード大学紀要 *Harvard Ann.* 51 and 55-62 に掲載された。
- von Helmholtz H 1854 ケーニヒスブルクで2月7日に行なった講義。この内容は英語で、1856 *Phil. Mag. (series 4)* 11 489 に発表された。
- Thompson W 1854 *Br. Assn. Report Part II*; および 1854 *Phil. Mag.* December
- Rutherford E 1907 *J. R. Astron. Soc. Can.* 1 145
- Lane J H 1870 *Am. J. Sci. Arts, 2nd series* 50 57
- これらの結果は、US National Archives (米国国立公文書館) にあるレイシの未発表の原稿に含まれている。
- Ritter A 1883 *Wiedemanns Ann.* 20 137, 897; 1898 *Astrophys. J.* 8 293
- Emden R 1907 *Gaskugeln* (Leipzig: Teubner)
- ロッキヤーの"温度アーチ"の最初のバージョンは1887年に *Proc. R. Soc.* 43 117に発表された。彼はその後も温度アーチの改訂版を発表し続けた。図1は1914年の論文から採った。
- Monck W H S 1895 *J. Br. Astron. Assoc.* 5 418; see DeVorkin D 1984 *The General History of Astronomy, vol 4. Astrophysics and Twentieth-Century Astronomy to 1950: Part A* (Cambridge: Cambridge University Press) p 96
- See DeVorkin D 1984 *The General History of Astronomy, vol 4. Astrophysics and Twentieth-Century Astronomy to 1950: Part A* (Cambridge: Cambridge University Press) p 97
- Hertzsprung E 1905 *Z. Wiss. Photogr.* 3 429; 1907 *Z. Wiss. Photogr.* 5 86
- Hertzsprung E 1911 *Publ. Astrophys. Obs. Potsdam* 22 No 63
- Russell H N 1914 *Popular Astron.* 22 275, 331; 1914 *Nature* 93 227, 252 and 281
- Adams W S and Kohlschütter A 1914 *Astrophys. J.* 40 385
- Morgan W W, Keenan P C and Kellman E 1943 *Atlas of Stellar Spectra* (Chicago: University of Chicago Press)
- See DeVorkin D 1984 *The General History of Astronomy, vol 4. Astrophysics and Twentieth-Century Astronomy to 1950: Part A* (Cambridge: Cambridge University Press) p 102
- Halm J 1911 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 71 610
- Hertzsprung E 1919 *Astron. Nach.* 208 89
- Sampson R A 1895 *Mem. R. Astron. Soc.* 51 123
- Schuster A 1902 *Astrophys. J.* 16 320; 1905 *Astrophys. J.* 21 1
- Schwarzschild K 1906 *Nach. K. Preuss. Akad. Wiss., Göttingen, Math.-Phys. Klasse* 1
- Eddington A S 1916 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 77 16
- Bohr N 1913 *Phil. Mag.* 23 1
- Saha M N 1920 *Phil. Mag.* 40 479
- Fowler R H and Milne E A 1923 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 83 403; 1924

- [35] *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 84 499  
 Payne C H 1925 *Harvard College Observatory Monographs*, No. 1  
*Atmospheres* (Cambridge, MA: Harvard University Press)
- [36] Unsöld A 1928 *Z. Phys.* 46 765
- [37] McCrea W H 1929 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 89 483
- [38] Russell H N *Astrophys. J.* 55 119
- [39] Russell H N and Saunders F A 1925 *Astrophys. J.* 61 38
- [40] Russell H N, Adams W S and Moore C E 1928 *Astrophys. J.* 68 1
- [41] Russell H N 1929 *Astrophys. J.* 70 11
- [42] Minnaert M and Mulders G 1930 *Z. Astrophys.* 1 192
- [43] Menzel D H 1931 *Publ. Lick Obs.* 17 230
- [44] Eddington A S 1926 *The Internal Constitution of the Stars* (Camb.: Cambridge University Press)
- [45] Russell H N 1925 *Nature* 116 209
- [46] Chandrasekhar S 1983 *Eddington: the Most Distinguished Astrophysicist of his Time* (Cambridge: Cambridge University Press) p 11
- [47] Eddington A S 1917 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 77 596
- [48] Michelson A A 1890 *Phil. Mag.* 30 1
- [49] Michelson A A and Pease F G 1903 *Astrophys. J.* 53 249
- [50] Eddington A S 1924 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 84 308
- [51] Eddington A S 1920 *Observatory* 43 353
- [52] Fermi E 1926 *Rend. Acc. Lincei* 3 145
- [53] Gamow G 1928 *Z. Phys.* 52 510
- [54] Pauli W 1931 *Phys. Rev.* 38 579
- [55] Fermi E 1934 *Z. Phys.* 88 161
- [56] Anderson C D 1932 *Science* 76 238
- [57] Urey H, Brickwedde F G and Murphy G M 1932 *Phys. Rev.* 39 164
- [58] Chadwick J 1932 *Nature* 129 312
- [59] Chandrasekhar S quoted by Wali K C 1991. *Chandra: a Biography of S Chandrasekhar* (Chicago: University of Chicago Press)
- [60] Atkinson R d'E and Houtermans F G 1929 *Z. Phys.* 54 656
- [61] Atkinson R d'E 1931 *Astrophys. J.* 73 250, 308
- [62] von Weizsäcker C F 1937 *Phys. Z.* 38 176; 1938 *Phys. Z.* 39 633
- [63] Bethe H A 1939 *Phys. Rev.* 55 434
- [64] Atkinson R d'E 1936 *Astrophys. J.* 84 73
- [65] Bethe H A and Critchfield C L 1938 *Phys. Rev.* 54 248
- [66] Öpik E 1938 *Publ. Obs. Astron. Univ. Tartu* 30 1
- [67] Öpik E 1951 *Proc. R. Irish Acad.* 54 49
- [68] Salpeter E E 1952 *Astrophys. J.* 115 326
- [69] Schönberg M and Chandrasekhar S 1942 *Astrophys. J.* 96 161
- [70] See Davis Philip A G and DeVorkin D H (ed) 1977 *In Memory of Henry Norris Russell Dudley Observatory Report* No 13 90, 107
- [71] Adams W S 1914 *Publ. Astron. Soc. Pacif.* 26 198; 1915 *Publ. Astron. Soc. Pacif.* 27 236
- [72] Eddington A S 1924 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 84 308
- [73] Adams W S 1925 *Proc. Natl. Acad. Sci.* 11 382
- [74] Eddington A S 1927 *Stars and Atoms* (Oxford: Clarendon) p 52  
 See also Douglas A V 1956 *The Life of Arthur Stanley Eddington* (London: Nelson) pp 75-8
- [75] Pauli W 1925 *Z. Phys.* 31 765
- [76] Fowler R H 1926 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 87 114
- [77] Anderson W 1929 *Z. Phys.* 54 433
- [78] Stoner E C 1929 *Phil. Mag.* 7 63
- [79] Wali K C 1991 *Chandra: a Biography of S Chandrasekhar* (Chicago, IL: University of Chicago Press)
- [80] Chandrasekhar S 1931 *Astrophys. J.* 74 81
- [81] See, for example, Chandrasekhar S 1983 *Eddington: the Most Distinguished Astrophysicist of his Time* (Cambridge: Cambridge University Press) p 47
- [82] Landau L D 1932 *Phys. Z. Sowjet.* 1 285
- [83] Oppenheimer J R and Snyder H 1939 *Phys. Rev.* 56 455
- [84] Baade W and Zwicky F 1934 *Proc. Natl. Acad. Sci.* 20 254, 259
- [85] Hess V F 1912 *Phys. Z.* 13 1084
- [86] Zwicky F 1968 *Catalogue of Selected Compact Galaxies and of Post-Eruptive Galaxies* (Guemlingen, Switzerland: Zwicky)
- [87] Hewish A, Bell S J, Pilkington J D, Scott P F and Collins R A 1968 *Nature* 217 709
- [88] Gamow G 1937 *Atomic Nuclei and Nuclear Transformations* (Oxford: Oxford University Press); 1939 *Phys. Rev.* 55 718
- [89] Landau L D 1938 *Nature* 141 333
- [90] Oppenheimer J R and Volkoff G M 1939 *Phys. Rev.* 55 374
- [91] Herschel W 1785 *Phil. Trans. R. Soc.* 75 213
- [92] Kapteyn J C 1906 *Plan of Selected Areas* (Groningen)
- [93] Kapteyn J C and van Rhijn P J 1920 *Astrophys. J.* 52 23
- [94] Kapteyn J C 1922 *Astrophys. J.* 55 302
- [95] Leavitt H S 1912 *Harvard Coll. Obs. Circ.* No 173 1
- [96] Hertzsprung E 1913 *Astron. Nach.* 196 201
- [97] Shapley H 1918 *Astrophys. J.* 48 89
- [98] This story is told in Berendzen R, Hart R and Seeley D 1976 *Man Discovers the Galaxies* (New York: Science History Publications) and Smith R W 1982 *The Expanding Universe: Astronomy's 'Great Debate' 1900-1913* (Cambridge: Cambridge University Press)
- [99] Herschel J 1864 General catalogue of nebulae *Phil. Trans. R. Soc.* 154 1
- [100] Dreyer J L E 1888 New general catalogue of nebulae and clusters of galaxies *Mem. R. Astron. Soc.* 49
- [101] Dreyer J L E 1895 Index catalogue of galaxies *Mem. R. Astron. Soc.* 51; 1908 *Mem. R. Astron. Soc.* 59
- [102] Huggins W and Miller W A 1864 *Phil. Trans. R. Soc.* 154 437
- [103] Ritchey G W 1864 *Publ. Astron. Soc. Pacif.* 29 210
- [104] Curtis H D 1916 *Publ. Astron. Soc. Pacif.* 29 180
- [105] Shapley H 1921 *Bull. Natl. Acad. Sci.* 2 171
- [106] van Maanen A 1921 *Astrophys. J.* 44 210; this is the first of a series of papers on proper motions in spiral nebulae.
- [107] Shapley H 1921 *Bull. Natl. Acad. Sci.* 2 194
- [108] Curtis H D 1921 *Bull. Natl. Acad. Sci.* 2 194
- [109] Lundmark K 1920 *K. Svenska Vetensk. Akad. Handl.* 60 63
- [110] Lundmark K 1921 *Publ. Astron. Soc. Pacif.* 33 324
- [111] Hubble E P 1925 *Publ. Am. Astron. Soc.* 5 261
- [112] Hubble E P 1926 *Astrophys. J.* 64 321
- [113] Hubble E P 1936 *The Realm of the Nebulae* (New Haven: Yale University Press)

- [111] 宇宙論の歴史と相対論的宇宙論の発展については次の研究論文に述べている: North J D 1965 *The Measure of the Universe* (Oxford: Clarendon) and Bondi H 1960 *Cosmology* 2nd edn (Cambridge University Press)
- [112] この往復書簡によるすばらしい議論は次の文献の第6章に記されている:  
Harrison E R 1987 *Darkness at Night: Riddle of the Universe* (Cambridge: Cambridge University Press)
- [113] Lobachevsky N I 1829-30 *On the Principles of Geometry* (Kazan Bull.)
- [114] Riemann B 1854 *Habilitationschrift* (Göttingen: University of Göttingen)
- [115] Schwarzschild K 1900 *Viert. Astron. Ges.* 35 337
- [116] Einstein A 1915 *K. Preuss. Akad. Wiss. (Berlin) Sitzungsber.* 844; 1915 *Phys.* 49 769
- [117] Le Verrier U J J 1859 *C. R. Acad. Sci., Paris* 49 379
- [118] Dyson F W, Eddington A S and Davidson C 1920 *Phil. Trans. R. Soc. A* 291
- [119] See discussion in North J D 1965 *The Measure of the Universe* (Oxford: Clarendon) p 80.
- [120] Einstein A 1917 *K. Preuss. Akad. Wiss. (Berlin) Sitzungsber.* 1 142
- [121] Zeldovich Ya B 1968 *Usp. Fiz. Nauk* 95 209
- [122] Carroll S M, Press W H and Turner E L 1992 *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* 30 499
- [123] Einstein A 1919 *K. Preuss. Akad. Wiss. (Berlin) Sitzungsber.* Pt 1 349
- [124] de Sitter W 1917 *Proc. Acad. Amst.* 19 1225
- [125] de Sitter W 1917 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 78 3
- [126] Lanczos C 1922 *Phys. Z.* 23 539
- [127] Friedman A A 1922 *Z. Phys.* 10 377; 1924 *Z. Phys.* 21 326
- [128] Einstein A 1922 *Z. Phys.* 11 326; 1923 *Z. Phys.* 16 228
- [129] Lemaître G 1927 *Ann. Soc. Scient. Brux.* A47 49
- [130] Slipher V M 1917 *Proc. Am. Phil. Soc.* 56 403
- [131] Wirtz C W 1921 *Astron. Nach.* 215 349
- [132] Hubble E P 1929 *Proc. Natl Acad. Sci.* 15 168
- [133] Hubble E P and Humason M 1934 *Astrophys. J.* 74 43
- [134] Robertson H P 1935 *Astrophys. J.* 82 284
- [135] Walker A G 1936 *Proc. Lond. Math. Soc. Series 2* 42 90
- [136] Weyl H 1923 *Phys. Z.* 29 230
- [137] Bondi H 1960 *Cosmology* 2nd edn (Cambridge: Cambridge University Press) p 100
- [138] Milne E A and McCrea W H 1934 *Q. J. Math.* 5 64, 73
- [139] Gamow G 1970 *My World Line* (New York: Viking) p 44
- [140] Einstein A and de Sitter W 1932 *Proc. Natl Acad. Sci.* 18 213
- [141] Zwicky F 1937 *Astrophys. J.* 86 217
- [142] Eddington A S 1915 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 76 525
- [143] Eddington A S 1930 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 90 669
- [144] Lemaître G 1931 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 91 483
- [145] North J D 1965 *The Measure of the Universe* (Oxford: Clarendon) p 11
- [146] Bondi H 1960 *Cosmology* 2nd edn (Cambridge: Cambridge University Press) p 84
- [147] 天文台施設および観測機器の概説は次の文献を参照:  
1984 *The General History of Astronomy* (Cambridge: Cambridge University Press), Part II

- [148] 天文学の国際的な発展に関する情報は、*Proceedings of the General Assemblies of the International Astronomical Unions* (Dordrecht: Reidel) から得ることができる。IAUの総会は、第二次大戦中を除き、3年に1度開催されている。
- [149] Lovell A C B 1987 *Q. J. R. Astron. Soc.* 28 8
- [150] 電波天文学の初期の歴史についての概説は次の文献を参照:  
Sullivan W T III (ed) 1984 *The Early Years of Radio Astronomy* (Cambridge: Cambridge University Press)
- [151] サリヴァンはまた、電波天文学初期の重要な論文選集を編集している:  
Sullivan W T III 1982 *Classics in Radio Astronomy* (Dordrecht: Reidel)
- [152] Jansky K G 1933 *Proc. Inst. Radio Eng.* 21 1387
- [153] Reber G 1940 *Astrophys. J.* 91 621
- [154] Henyey L G and Keenan P C 1940 *Astrophys. J.* 91 625
- [155] Reber G 1944 *Astrophys. J.* 100 279
- [156] Hey J S 1946 *Nature* 157 47. この論文は、1942年に起きた大きい太陽フレアに伴って放出された強い電波の観測の報告である。この情報は軍事機密とされ、第二次大戦後に機密指定が解かれた。
- [157] Hey J S, Parsons S J and Phillips J W 1946 *Nature* 158 234
- [158] Ryle M and Smith F G 1948 *Nature* 162 462
- [159] Bolton J G, Stanley G J and Slee O B 1949 *Nature* 164 101
- [160] 1951年にロンドン大学 (University College, London) で開かれた“電離媒体の力学”研究会 (Conference on Dynamics of Ionised Media) における“宇宙電波雑音の起源”(The origin of cosmic radio noise) についての討議を参照。
- [161] Smith F G 1951 *Nature* 168 555
- [162] Baade W and Minkowski R 1954 *Astrophys. J.* 119 206
- [163] Ryle M 1958 *Proc. R. Soc. A* 248 289
- [164] Alfven H and Herlofson N 1950 *Phys. Rev.* 78 616
- [165] Kippenhauer K O 1950 *Phys. Rev.* 79 739
- [166] Ginzburg V L 1951 *Dokl. Akad. Nauk* 76 377
- [167] Scheuer P A G 1984 *The Early Years of Radio Astronomy* ed W T Sullivan III (Cambridge: Cambridge University Press) p 249
- [168] 最初に成功をおさめたVLBI観測は次の文献に報告されている:  
Brotan N W, Legg T H, Locke J L, McLeish C W, Richards R S, Chisholm R M, Gush H F, Yen J L and Galt J A 1967 *Nature* 215 38
- [169] Bare C, Clark B G, Kellermann K I, Cohen M H and Jauncey D L 1967 *Science* 157 189
- [170] X線天文学の歴史は次の文献に語られている:  
Tucker W and Giacconi R 1985 *The X-ray Universe* (Cambridge, MA: Harvard University Press)
- [171]  $\gamma$ 線天文学の発展についての記述は次を参照:  
Wolfendale A A 1993 *Gamma-ray Astronomy* (Cambridge: Cambridge University Press)
- [172] 宇宙探査の歴史については次を参照:  
Rycroft M (ed) 1990 *The Cambridge Encyclopaedia of Space* (Cambridge: Cambridge University Press)
- [173] 太陽の紫外線観測の初期の歴史については次を参照:  
Friedman H 1986 *Sun and Earth* (New York: Scientific American Library)
- [174] Giacconi R, Gursky H, Paolini F R and Rossi B B 1962 *Phys. Rev. Lett.* 9 439

- [169] Grursky H, Giacconi R, Paolini F R and Rossi B B 1963 *Phys. Rev.* **11** 530
- [170] Giacconi R, Kellogg E, Gorenstein P, Gursky H and Tanenbaum H 1963 *Astrophys. J.* **165** L69
- [171] Kraushaar W L, Clark G W, Garmire G P, Borken R, Higbie J, Agogino M 1965 *Astrophys. J.* **141** 845
- [172] Clark G W, Garmire G P and Kraushaar W L 1968 *Astrophys. J.* **172** L203
- [173] Fichtel C E, Simpson G A and Thompson D J 1978 *Astrophys. J.* **220** 100
- [174] Mayer-Hasselwander et al 1982 *Astron. Astrophys.* **103** 164
- [175] Klebesadel R W, Strong I B and Olson R A 1973 *Astrophys. J.* **181** L85
- [176] Smith R W 1989 *The Space Telescope: A Study of NASA's Technology and Politics* (Cambridge: Cambridge University Press)
- [177] Rogerson J B, Spitzer L, Drake J F, Dressler K, Jenkins E B Morton and York D G 1973 *Astrophys. J.* **181** L97
- [178] Kondo Y (ed) 1987 *Exploring the Universe with the IUE Satellite* (Dordrecht: Reidel)
- [179] ハップル宇宙望遠鏡の歴史はスミスの著書に見事に描かれている。Smith R W 1989 *The Space Telescope A Study of NASA, Science and Technology and Politics* (Cambridge: Cambridge University Press) 版(1994)には、主鏡の球面収差の問題と、補正光学系を用いた解決がくまれる。
- [180] 赤外線天文学の歴史の概論は次の文献にある: Allen D A 1975 *Infrared: The New Astronomy* (Sheldon, Devon: Reid)
- [181] Herschel W 1800 *Phil. Trans. R. Soc.* **90** 255, 284, 293 and 437
- [182] Johnson H L, Mitchell R I, Iriate B and Wisniewski W Z 1966 *Com. Lunar Planetary Lab.* **4** 99
- [183] Neugebauer G and Leighton R B 1969 *Two-micron Sky Survey* (NASA-3047)
- [184] Low F 1961 *J. Opt. Soc. Am.* **51** 1300
- [185] Becklin E E and Neugebauer G 1966 *Astrophys. J.* **147** 799
- [186] Becklin E E and Neugebauer G 1966 *Astrophys. J.* **151** 145
- [187] 次の文献中の画像を参照: Wynn-Williams C G and Becklin E E (ed) 1987 *Infrared Astronomy Arrays* (Honolulu, HI: Institute for Astronomy, University of Hawaii)
- [188] Low F J and Aumann H H 1970 *Astrophys. J. Lett.* **162** L79
- [189] Low F J, Aumann H H and Gillespie C M 1970 *Astronaut. Aeronaut.* **12** 100
- [190] IRASミッションの成果を主題にした最初のシンポジウムの報告は次の文献にある: Israel F P (ed) 1985 *Light on Dark Matter* (Dordrecht: Reidel)
- [191] Gascoigne S C B, Proust K M and Robins M O 1990 *The Creation of the Anglo-Australian Telescope* (Cambridge: Cambridge University Press)
- [192] Boyle W S and Smith G E 1970 *Bell Syst. Tech. J.* **49** 587
- [193] Schmidt B V 1931 *Zentzigt Opt. Mechan.* **52** 25
- [194] Sandage A R and Schwarzschild M 1952 *Astrophys. J.* **116** 463
- [195] 恒星構造のモデルの構築におけるコンピューター計算の役割のすぐれた概説として次の文献を挙げる: Kippehahn R and Weigert A 1990 *Stellar Structure and Evolution* (Berlin: Springer)
- [196] Öpik E 1951 *Proc. R. Irish Acad. A* **54** 49
- [197] Salpeter E E *Astrophys. J.* **115** 326
- [198] Hoyle F *Astrophys. J. Suppl.* **1** 121
- [199] Dunbar D N F, Pixley R E, Wenzel W A and Whalling W 1953 *Phys. Rev.* **92** 649
- [200] Suess H E and Urey H C 1956 *Rev. Mod. Phys.* **23** 53
- [201] Burbidge E M, Burbidge G R, Fowler W A and Hoyle F 1957 *Rev. Mod. Phys.* **29** 547
- [202] Cameron A G W 1957 *Publ. Astron. Soc. Pacif.* **69** 201
- [203] Arnett W D and Clayton D D 1970 *Nature* **227** 780
- [204] Davis E 1955 *Phys. Rev.* **97** 766
- [205] Epstein I 1950 *Astrophys. J.* **112** 207
- [206] Oke J B 1950 *J. R. Astron. Soc. Can.* **44** 135
- [207] Cameron A G W 1958 *Ann. Rev. Nucl. Sci.* **8** 299
- [208] Fowler W A 1958 *Astrophys. J.* **127** 551
- [209] Bahcall J N 1964 *Phys. Rev. Lett.* **12** 300
- [210] 太陽ニュートリノ問題のすぐれた概説は次の文献にある: Bahcall J N 1990 *Neutrino Astrophysics* (Cambridge: Cambridge University Press)
- [211] ゴッフ (D. O. Gough) 教授のご厚意 (1993) による。次の文献も参照: Gough D O 1994 *Phil. Trans. R. Soc. A* **346** 37
- [212] Hewish A, Bell S J, Pilkington J D H, Scott P F and Collins R A 1968 *Nature* **217**, 709
- [213] パルサー発見の歴史はヒューイッシュによって記されている: Hewish A 1986 *Q. J. R. Astron. Soc.* **27** 548
- [214] Pacini F 1967 *Nature* **216** 567
- [215] パルサーの観測とその物理についての最近の概説 (多くの原著論文への参考をふくむ): Lyne A G and Graham Smith F 1990 *Pulsar Astronomy* (Cambridge: Cambridge University Press)
- [216] Pacini F 1987 *Nature* **216** 567
- [217] Goldreich P and Julian W H 1969 *Astrophys. J.* **157** 869
- [218] Gunn J E and Ostriker J P 1969 *Astrophys. J.* **157** 1395
- [219] Baym G, Bethe H A and Pethick C J 1971 *Nucl. Phys.* **A170** 299
- [220] Baym G, Pethick C and Sutherland P 1971 *Astrophys. J.* **170** 299
- [221] Baym G, Pethick C, Pines D and Ruderman M 1969 *Nature* **224** 872
- [222] Radhakrishnan V and Manchester R N 1969 *Nature* **222** 228
- [223] Reichley P E and Downs G S 1969 *Nature* **222** 229
- [224] UHURU衛星の歴史とその数々の発見は次の文献に記されている: Tucker W and Giacconi R 1985 *The X-ray Universe* (Cambridge, MA: Harvard University Press)
- [225] Tananbaum H, Gursky H, Kellogg E M, Levinson R, Schreier E and Giacconi R 1972 *Astrophys. J.* **174** L144
- [226] Hayakawa S and Matsuda M 1964 *Prog. Theor. Phys. Japan Suppl.* **30** 204
- [227] Shklovsky I S 1967 *Astron. Zh.* **44** 930
- [228] Predgerast K H and Burbidge G R 1968 *Astrophys. J.* **151** L83
- [229] Rappaport S A and Joss P C 1983 *Accretion Driven Stellar X-ray Sources* ed W H G Lewin and E P J van den Heuvel pl
- [230] Margon B and Ostriker J P 1973 *Astrophys. J.* **186** 91
- [231] 降着連星系の物理的詳細は次の文献を参照: Shapiro S I and Teukolsky S A 1983 *Black Holes, White Dwarfs and Neutron Stars: The Physics of Compact Objects* (New York: Wiley Interscience)
- [232] Trümper J, Pietsch W, Reppin C, Voges W, Steinbert R and Kendziorra E 1978 *Astron. Nachr.* **301** 116

- [233] Zeldovich Ya B and Gulyenov O H 1965 *Astrophys. J.* **144** 841
- [234] Trimble V L and Thorne K S 1969 *Astrophys. J.* **156** 1013
- [235] Webster B L and Murdin P 1972 *Nature* **235** 37
- [236] McClintock J E 1992 *Proc. Texas ESO/CERN Symp. on Relativistic Astrophysics, Cosmology and Fundamental Particles* ed J D Barrow (New York: New York Academy of Sciences) p495
- [237] Cowley A P 1992 *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **30** 287
- [238] Hulse R and Taylor J 1975 *Astrophys. J. Lett.* **195** L51
- [239] Taylor J 1992 *Phil. Trans. R. Soc.* **341** 117
- [240] 超新星の性質についての包括的な解説としては次の文献がある: T V 1982 *Rev. Mod. Phys.* **54** 1183 and 1983 **55** 511
- [241] 次の文献には、ツヴィッキーの超新星の研究がおもしろく語られていて、 Zwicky F 1974 *Supernovae and Supernova Remnants* ed C P Cosmovici (Dordrecht: Reidel) p1
- [242] Baade W and Zwicky F 1938 *Astrophys. J.* **88** 411
- [243] Minkowski R 1941 *Publ. Astron. Soc. Pacif.* **53** 224
- [244] Kirshner R P and Oke J B 1975 *Astrophys. J.* **200** 574
- [245] Pankey 1962 *PhD Dissertation* Howard University, Washington, DC
- [246] Colgate S and McKee C 1969 *Astrophys. J.* **157** 623
- [247] SN1987A に関しては膨大な文献がある。この超新星をテーマにしたポジウムの記録として次の2つを挙げる: Kafatos M and Michalitsis A G (ed) 1988 *Supernova 1987A in the Large Magellanic Cloud* (Cambridge: Cambridge University Press). Danziger I J and Kjaergaard P 1988 *Supernova 1987A and Other Supernovae* (Garching bei München: European Southern Observatory)
- [248] 1992年までの観測結果は、次の文献にたいへんよくまとめられている: Chevalier R 1992 *Nature* **355** 691
- [249] これらの観測については文献 [206] にたいへんよく論じられている。
- [250] Plaskett J S and Pearce J A 1933 *Publ. Dom. Astrophys. Obs.* **5** 167
- [251] Joy A H 1939 *Astrophys. J.* **89** 356
- [252] Russell H N 1921 *Observatory* **44** 72
- [253] Eddington A S 1926 *Proc. R. Soc. A* **111** 424
- [254] Menzel 1926 *Publ. Astron. Soc. Pacif.* **38** 295
- [255] Zanstra H 1926 *Phys. Rev.* **27** 644
- [256] Zanstra H 1927 *Astrophys. J.* **65** 50
- [257] Strömgren B 1939 *Astrophys. J.* **89** 526
- [258] Bowen I S 1928 *Astrophys. J.* **67** 1
- [259] Some reminiscences of Oort and Dutch astronomy under the occupation are contained in van Woerden H, Brouw W N and van de Hulst H C (ed) 1980 *Oort and the Universe* (Dordrecht: Reidel).
- [260] van de Hulst H C 1945 *Ned. Tijdschr. Natuurkd.* **11** 210
- [261] Ewen H I and Purcell E M 1951 *Nature* **168** 356
- [262] Muller C A and Oort J H 1951 *Nature* **168** 356
- [263] Oort J H, Kerr F J and Westerhout G 1958 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **379**
- [264] See, for example, Fich M and Tremaine S 1991 *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **29** 409
- [265] Weinreb S, Barrett A H, Meeks M L and Henry J C 1963 *Nature* **200** 29
- [266] Weaver H, Williams D R W, Dieter N H and Lum W T 1965 *Nature* **200** 29
- [267] Weinreb S, Meeks M L, Carter J C, Barrett A H and Rogers A E E 1965 *Nature* **208** 440
- [268] Wilson R W, Jefferts K B and Penzias A A 1970 *Astrophys. J. Lett.* **161** L43
- [269] この分野の入門書: Dudey W W and Williams D A 1984 *Interstellar Chemistry* (London: Academic).
- [270] Spitzer L and Savedoff M P 1950 *Astrophys. J.* **111** 593
- [271] Field G B, Goldsmith D W and Habing H J 1969 *Astrophys. J. Lett.* **55** L149
- [272] Field G B 1965 *Astrophys. J.* **142** 531
- [273] Field G B 1964 *Astrophys. J.* **187** 453
- [274] Rogerson J B, York D G, Drake J F, Jenkins E B, Morton D C and Spitzer L 1973 *Astrophys. J. Lett.* **181** L110
- [275] Rogerson J B and York D G 1973 *Astrophys. J. Lett.* **186** L95
- [276] Bowyer C S, Field G B and Mack J E 1968 *Nature* **217** 32
- [277] Cox D P and Smith B W 1974 *Astrophys. J. Lett.* **189** L105
- [278] See, for example, Bruhweiler F C and Vidal-Madjar A 1987 *Exploring the Universe with the ILIE Satellite* ed Y Kondo (Dordrecht: Reidel) p 467
- [279] McKee C F and Ostriker J P 1977 *Astrophys. J.* **218** 148
- [280] Joy A H 1945 *Astrophys. J.* **102** 168
- [281] Ambartsumian V A 1947 *Stellar Evolution and Astrophysics* (Yerevan: Armenian Academy of Sciences)
- [282] Herbig G H 1952 *J. R. Astron. Soc. Can.* **46** 222
- [283] Walker M F 1956 *Astrophys. J. Suppl.* **2** 365
- [284] Hayashi C 1961 *Publ. Astron. Soc. Japan* **13** 450
- [285] Becklin E E and Neugebauer G 1967 *Astrophys. J.* **147** 799
- [286] Jeans J H 1902 *Phil. Trans. R. Soc.* **199** 1
- [287] Larson R 1969 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **145** 271 297
- [288] Stahler S W, Shu F J and Taam R E 1980 *Astrophys. J.* **241** 641
- [289] Snell R L, Loren R B and Plambeck R L 1980 *Astrophys. J. Lett.* **239** L17
- [290] Zwicky F 1937 *Astrophys. J.* **217**; 1942 *Phys. Rev.* **61** 489
- [291] Schechter P 1976 *Astrophys. J.* **203** 297
- [292] Felten J 1977 *Astron. J.* **82** 869
- [293] Rubin V C, Ford W K and Thonnard N 1980 *Astrophys. J.* **238** 471
- [294] See also Rubin V C 1988 *Large-scale Velocity Fields in the Universe* ed V C Rubin and G V Coyne (Vatican City: Pontificia Academia Scientiarum) p 541
- [295] See Trimble V L 1987 *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **25** 425
- [296] Fabricant D, Lecar M and Gorenstein P 1980 **241** 552
- [297] Ostriker J P and Peebles P J E 1973 *Astrophys. J.* **186** 467
- [298] Totsuji H and Kihara T 1969 *Publ. Astron. Soc. Japan* **21** 221
- [299] References to the work of Peebles and his colleagues in this area can be found in Peebles' excellent monograph Peebles P J E 1993 *Principles of Physical Cosmology* (Princeton, NJ: Princeton University Press).
- [300] Gott J R, Melott A L and Dickinson M 1986 *Astrophys. J.* **306** 341
- [301] Gursky H, Kellogg E, Murray S, Leong C, Tananbaum H and Giacconi R 1986 *Astrophys. J. Lett.* **167** L81
- [302] Mitchell R J, Culhane J L, Davison P J N and Ives J C 1976 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **175** 30P
- [303] Sunyaev R A and Zeldovich 1970 *Astrophys. Space Sci.* **7** 20
- [304] Birkinshaw M 1990 *The Cosmic Microwave Background: 25 Years Later* ed N Mandolesi and N Vittorio (Dordrecht: Kluwer) p 77
- [305] Lynden-Bell D 1967 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **136** 101
- [306] Chandrasekhar S 1943 *Astrophys. J.* **97** 251, 259; 98 270
- [307] Ostriker J P and Tremaine S D 1975 *Astrophys. J. Lett.* **202** L113

- [303] Shklovsky I S 1953 *Dokl. Akad. Nauk* 90 983  
 [304] Dombrovski V A 1954 *Dokl. Akad. Nauk* 94 1021  
 Vashakidze M A 1954 *Astron. Tsirk.* No 147  
 Oort J H and Walraven T 1956 *Bull. Astron. Inst. Neth.* 12 285  
 [305] Baade W 1956 *Astrophys. J.* 123 550  
 [306] Jennison R C and Das Gupta M K 1953 *Nature* 172 996  
 [307] Burbidge G R 1956 *Astrophys. J.* 124 416; 1959 *Astrophys. J.* 129 84  
 [308] Minkowski R 1960 *Astrophys. J.* 132 908  
 [309] Matthews T A and Sandage A R 1963 *Astrophys. J.* 138 30  
 [310] Hazard C, Mackey M B and Shimmins A J 1963 *Nature* 197 1037  
 [311] Schmidt M 1963 *Nature* 197 1040  
 [312] Smith H J and Hoffleit D and 1963 *Nature* 198 650  
 [313] 第1回テキサスシンポジウムのプロシーディングズは、電波源やクエーサーに関する1963年までの非常に重要な論文を多く含む：Robinson I, Schild A and Schucking E L (ed) 1965 *Quasi-Sources and Gravitational Collapse* (Chicago : University of Chicago Press)  
 クエーサーの初期の観測は次の文献にまとめられている：G R Burbidge and E M Burbidge 1967 *Quasi-stellar Objects* (San Francisco : Freeman)  
 [314] 次の書物はクエーサーの赤方偏移の起源に関する論争をあつかる：Field G B, Arp H and Bahcall J N 1973 *The Redshift Controversy* (Reading, MA : Benjamin)  
 [315] Schmidt M 1965 *Astrophys. J.* 141 1295  
 [316] Seyfert C K 1943 *Astrophys. J.* 97 28  
 [317] Burbidge E M, Burbidge G R and Sandage A R 1963 *Rev. Mod. Phys.* 35 947  
 [318] Sandage A R 1965 *Astrophys. J.* 141 1560  
 [319] Fitch W S, Pacholczyk A G and Weymann R J 1968 *Astron. J.* 73 51  
 [320] McLeod J M and Andrew B H 1968 *Astrophys. Lett.* 1 243  
 [321] Schwarzschild K 1916 *K. Preuss. Akad. Wiss. (Berlin) Sitzungsber.* 151  
 [322] Kruskal M D 1960 *Phys. Rev.* 119 1743  
 [323] Kerr R P 1963 *Phys. Rev. Lett.* 11 237  
 [324] Newman E T, Couch K, Chinnapared K, Exton A, Prakash A and Torrence R 1965 *J. Math. Phys.* 6 918  
 [325] Carter B 1971 *Phys. Rev. Lett.* 26 331  
 [326] Hawking S W 1972 *Commun. Math. Phys.* 25 152  
 [327] Penrose R 1965 *Phys. Rev. Lett.* 14 57  
 [328] Hawking S W and Penrose R 1969 *Proc. R. Soc. A* 314 529  
 [329] Penrose R 1969 *Riv. Nuovo Cimento* 1 252  
 [330] 次の2冊はブラックホールの物理を解説している：Misner C W, Thorne K S and Wheeler J A 1973 *Gravitation* (San Francisco : Freeman); Shapiro S I and Teukolsky S A 1983 *Black Holes, White Dwarfs and Neutron Stars : the Physics of Compact Objects* (New York : Wiley Interscience)  
 ブラックホールの歴史は次の文献にたいへんよくまとめられており：Israel W 1987 in *300 Years of Gravitation* ed S W Hawking and W Israel (Cambridge : Cambridge University Press) p 199  
 [331] Zeldovich Ya B 1964 *Sov. Phys. Dokl.* 9 195  
 Salpeter E E 1964 *Astrophys. J.* 140 796  
 Lynden-Bell D 1969 *Nature* 223 690  
 Bardeen J M 1970 *Nature* 226 64  
 Shakura N and Sunyaev R A 1973 *Astron. Astrophys.* 24 337  
 Zeldovich Ya B and Novikov I D 1964 *Sov. Phys. Dokl.* 9 834  
 Ulrich M-H et al 1984 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 206 211  
 Wandel A and Mushotzky R F 1986 *Astrophys. J.* 306 L63  
 Abramowicz M A, Jaroszyński M and Sikora M 1978 *Astron. Astrophys.* 63 221  
 Papaloizou J C B and Pringle J E 1984 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 208 721  
 Hoyle F, Burbidge G R and Sargent W L W 1966 *Nature* 209 751  
 Rees M J 1966 *Nature* 211 468; 1967 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 135 345  
 Rees M J 1971 *Nature* 229 312  
 Scheuer P A G 1974 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 166 513  
 Krymsky G F 1977 *Dokl. Akad. Nauk* 234 1306  
 Bell A R 1978 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 182 147  
 Axford W I, Leer E and Skandron G 1977 *Proc. 15th Int. Cosmic Ray Conf.* vol 11, p 132  
 Blandford R D and Ostriker J P 1978 *Astrophys. J.* 221 L29  
 Gull S F 1975 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 171 263  
 Perley R A, Dreher J W and Cowan J J 1984 *Astrophys. J.* 285 L35  
 Whitney A R, Shapiro I I, Rogos A E E, Robertson D S, Knight C A, Clark T A, Goldstein R M, Marandino G E and Vandenberg N R 1971 *Science* 173 225  
 Cohen M H, Cannon W, Purcell G H, Shaffer D B, Broderick J J, Kellermann K I and Jauncey D L 1971 *Astrophys. J.* 170 207  
 The image shown in figure 23.28 is from Pearson T J, Unwin S C, Cohen M H, Linfield R P, Readhead A C S, Seielstad G A, Simon R S and Walker R C 1982 *Extragalactic Radio Sources* ed D S Heeschen and C M Wade (Dordrecht: Reidel) p 355.  
 超光速運動に関する重要な文献の多くは次の書籍で探すことができる：  
 Zensus J A and Pearson T J (ed) 1987 *Superluminal Radio Sources* (Cambridge : Cambridge University Press)  
 Antonucci R R and Miller J S 1985 *Astrophys. J.* 297 621  
 Barthel P D 1989 *Astrophys. J.* 336 606  
 Fichtel D 1994 *Frontiers of Space and Ground-Based Astronomy* ed W Wamsteker et al (Dordrecht: Kluwer)  
 カモフのビッグバン研究の経緯は次の文献に述べられている：Alpher R A and Herman R C in *Modern Cosmology in Retrospect* ed B Bertotti, R Balbinot, S Bergia and A Messina (Cambridge : Cambridge University Press) p 129  
 Chandrasekhar S and Henrick L R 1942 *Astrophys. J.* 95 288  
 Lemaitre G 1931 *Nature* 127 706  
 Gamow G 1946 *Phys. Rev.* 70 572  
 Alpher R A, Bethe H and Gamow G 1948 *Phys. Rev.* 73 803  
 Alpher R A and Herman R C 1948 *Nature* 162 774  
 Alpher R A and Herman R C 1950 *Rev. Mod. Phys.* 22 153  
 Hayashi C 1950 *Prog. Theor. Phys. Japan* 5 224  
 Alpher R A, Follin J W and Herman R C 1953 *Phys. Rev.* 92 1347  
 Milne E 1948 *Kinematic Relativity* (Oxford: Clarendon)  
 Dirac P A M 1937 *Nature* 139 323  
 Eddington A S 1946 *Fundamental Theory* ed E Whittaker (Cambridge: Cambridge University Press)

- [363] Bondi H and Gold T 1948 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **108** 252  
 Hoyle F *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **108** 372
- [364] Baade W 1952 *Trans. IAU* **8** 397
- [365] Humason M L, Mayall N U and Sandage A R 1956 *Astron. J.* **51** 265
- [366] Shakeshaft J R, Ryle M, Baldwin J E, Elsmore B and Thomas P 1956 *Mem. R. Astron. Soc.* **67** 106
- [367] Ryle M 1955 *Observatory* **75** 137
- [368] Mills B and Slee O B 1957 *Aust. J. Phys.* **10** 162
- [369] Scheuer P A G 1957 *Proc. Camb. Phil. Soc.* **53** 764
- [370] Bracewell R N (ed) 1959 *Paris Symposium on Radio Astronomy* (Stanford University Press)
- [371] Gower J F R 1966 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **133** 151
- [372] Scheuer P A G 1975 *Galaxies and the Universe (Stars and Stellar Systems)* ed A Sandage et al (Chicago: University of Chicago Press)
- [373] Longair M S 1971 *Rep. Prog. Phys.* **34** 1125
- [374] Osterbrock D E and Rogerson J B 1961 *Publ. Astron. Soc. Pacific* **73** 207
- [375] O'Dell C R, Peimbert M and Kinman T D 1964 *Astrophys. J.* **140** 140
- [376] Hoyle F and Tayler R J 1964 *Nature* **203** 1108
- [377] 天体物理学や宇宙論へのゼルドヴィッチの貢献（の程度）を評議するが次の文献に見られる：Ostriker J P et al (ed) *Selected Papers of Yakob Berezovich Zeldovich. Part 2: Astrophysics and Cosmology* (Princeton, NJ: Princeton University Press)
- [378] ディッケが、ガモフのビッグバン説の観測に基づく研究の再興に役割は次の文献に解説されている：Peebles P J E 1993 *Principles of Physical Cosmology* (Princeton, NJ: Princeton University Press)
- [379] Penzias A A and Wilson R W 1965 *Astrophys. J.* **142** 419
- [380] Roll P G and Wilkinson D T 1966 *Phys. Rev. Lett.* **16** 405
- [381] McKellar 1941 *Publ. Dom. Astrophys. Obs.* **7** 251
- [382] Mather J C et al 1990 *Astrophys. J.* **354** L37
- [383] Waggoner R V, Fowler W A and Hoyle F 1967 *Astrophys. J.* **148** 3
- [384] Waggoner R V *Astrophys. J.* **179** 343
- [385] York D G and Rogerson J B 1976 *Astrophys. J.* **203** 378
- [386] Vidal-Madjar A, Laurent C, Bonnet R M and York D G 1977 *Astrophys. J.* **211**
- [387] Peebles P J E 1966 *Astrophys. J.* **146** 542
- [388] Doroshkevich A G, Novikov I D, Sunyaev R A and Zeldovich Ya B 1970 *Highlights of Astronomy* ed C de Jager (Dordrecht: Reidel) p 310
- [389] See, for example, Opal Collaboration 1990 *Phys. Lett. B* **240** 497
- [390] Sandage A R 1961 *Astrophys. J.* **133** 355
- [391] Sandage A R 1968 *Observatory* **88** 91
- [392] ハップル定数の決定に関する異なるアプローチについての議論は、文献に詳しい：Rowan-Robinson M 1985 *The Cosmological Distance Ladder* (New York: W H Freeman and Company); 彼の結論は、文献で更新されている：Rowan-Robinson M 1988 *Space Sci. Rev.* **47** 1
- [393] Hesser J E, Harris W E, Vandenberg D A, Allwright J W B, Stetson P 1989 *Publ. Astron. Soc. Pacif.* **99** 739
- [394] Sandage A R 1994 *The Deep Universe* ed R Kron et al (Berlin: Springer)
- [395] Lilly S J and Longair M S 1984 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **211** 833
- [396] Chambers K C, Miley G K and van Breugel W J M 1987 *Nature* **329** 329
- [397] Tyson A 1990 *Galactic and Extragalactic Background Radiation* ed S Boehringer and C Leinert (Dordrecht: Kluwer) p 245
- [398] Ellis R 1987 *High Redshift and Primaeva Galaxies* ed J Bergeron et al (Gif sur Yvette: Edition Frontières) p 3
- [399] Longair M S 1966 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **133** 421
- [400] Rowan-Robinson M 1968 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **141** 445
- [401] Schmidt M 1968 *Astrophys. J.* **151** 393
- [402] Dunlop J S and Peacock J A 1990 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **247** 19
- [403] Schmidt M and Green R F 1983 *Astrophys. J.* **269** 352
- [404] Hoag A A and Smith M G 1977 *Astrophys. J.* **217** 362
- [405] Omer P S 1982 *Astrophys. J.* **253** 28
- [406] Boyle B J, Jones L R, Shanks T, Marano B, Zitelli V and Zamorani G 1991 *Proc. Workshop on The Space Distribution of Quasars: Astronomical Society of the Pacific Conf. Series* **21** (San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific) p 191
- [407] Koo D C and Kron R 1988 *Astrophys. J.* **325** 92
- [408] Irwin M, McMahon R G and Hazard C 1991 *Proc. Workshop on The Space Distribution of Quasars: Astronomical Society of the Pacific Conf. Series* **21** (San Francisco, CA: Astronomical Society of the Pacific) p 117
- [409] Hasinger G, Burg R, Giacconi G, Hartner G, Schmidt M, Trümper J and Zamorani G 1993 *Astron. Astrophys.* **275** 1
- [410] Oort J 1958 *Solvay Conference on the Structure and Evolution of the Universe* (Brussels: Institut International de Physique Solvay) p 163
- [411] Gunn J E 1978 *Observational Cosmology* ed J E Gunn (Geneva: Geneva Observatory Publications) p 1
- [412] See, for example, Geller M J and Huchra J 1978 *Astrophys. J.* **221** 1
- [413] Davis M and Peebles P J E 1983 *Astrophys. J.* **267** 465
- [414] Lynden-Bell D, Faber S M, Burstein D, Davies R L, Dressler A, Terlevich R J and Wegner G 1988 *Astrophys. J.* **326** 19
- [415] Strauss M A and Davis M 1988 *Large-Scale Motions in the Universe* ed V C Rubin and G Coyne (Vatican City: Pontificia Academia Scientiarum)
- [416] Lemaître G 1933 *C. R. Acad. Sci., Paris* **196** 903
- [417] Tolman R C 1934 *Proc. Natl. Acad. Sci.* **20** 169
- [418] Lifshitz E M 1946 *J. USSR Acad. Sci.* **10** 116
- [419] Novikov I 1964 *Zh. Eksp. Teor. Fiz.* **46** 686
- [420] Weymann R J 1966 *Astrophys. J.* **145** 560
- [421] Zeldovich Ya B and Sunyaev R A 1969 *Astrophys. Space Sci.* **4** 301
- [422] Kompaneets A 1956 *Zh. Eksp. Teor. Fiz.* **31** 876
- [423] Silk J 1968 *Astrophys. J.* **151** 459
- [424] Harrison E R 1970 *Phys. Rev. D* **1** 2726
- [425] Zeldovich Ya B 1972 *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **160** 1P
- [426] Sunyaev R A and Zeldovich Ya B 1970 *Astrophys. Space Sci.* **7** 3
- [427] Sachs R K and Wolfe A M 1967 *Astrophys. J.* **147** 73
- [428] Lyubimov V A, Novikov E G, Nozik V Z, Tretyakov E F and Kozik V S 1980 *Phys. Lett. B* **94** 266
- [429] Gershtein S S and Zeldovich Ya B 1966 *Pisma Zh. Eksp. Teor. Fiz.* **4** 174
- [430] Marx G and Szalay A S 1972 *Neutrino '72* vol 1 (Budapest: Technoinform) p 191
- [431] Szalay A S and Marx G 1976 *Astron. Astrophys.* **49** 437
- [432] Zeldovich Ya B and Sunyaev R A 1980 *Pisma Astron. Zh.* **6** 451
- [433] Zeldovich Ya B, Doroshkevich A G, Sunyaev R A and Khlopov M Yu 1980 *Pisma Astron. Zh.* **6** 457
- [434] Zeldovich Ya B, Doroshkevich A G, Sunyaev R A and Khlopov M Yu 1980 *Pisma Astron. Zh.* **6** 457

- [423] *Pisma Astron. Zh.* **6** 465  
Zeldovich Ya B 1970 *Astron. Astrophys.* **5** 84
- [424] Particle data group, Hikasa K et al 1992 Review of particle physics, *Phys. Rev. D* **45** 23
- [425] Tremaine S and Gunn J E 1979 *Phys. Rev. Lett.* **42** 407
- [426] Peebles P J E 1982 *Astrophys. J.* **263** L1
- [427] Davis M, Efstathiou G, Frenk C and White S D M 1992 *Nature* **352** 419  
Press W H and Schechter P 1974 *Astrophys. J.* **187** 425
- [428] Smoot G F et al 1992 *Astrophys. J.* **396** L1
- [429] Hancock S, Davies R D, Lasenby A N, Gutierrez de la Cruz J, Watson R A, Rebolo R and Beckman J E 1994 *Nature* **367** 333
- [430] Kolb E W and Turner M S 1990 *The Early Universe* (Redwood City: Addison-Wesley)
- [431] Zeldovich Ya B 1965 *Adv. Astron. Astrophys.* **3** 241
- [432] Alfén H and Klein O 1962 *Ark. Fyz.* **23** 187
- [433] Omnes R 1969 *Phys. Rev. Lett.* **23** 38
- [434] Dicke R H and Peebles P J E 1979 *General Relativity: an Einstein Survey* ed S W Hawking and W Israel (Cambridge: Cambridge University Press) p 504
- [435] Sakharov A D 1967 *Pisma Zh. Eksp. Teor. Fiz.* **5** 32
- [436] Guth A 1981 *Phys. Rev. D* **23** 347
- [437] Linde A D 1974 *Pisma Zh. Eksp. Teor. Fiz.* **19** 183
- [438] Bludman S A and Ruderman M 1977 *Phys. Rev. Lett.* **38** 255
- [439] Linde A D 1982 *Phys. Lett. B* **108** 389; 1982 *Phys. Lett. B* **129** 177
- [440] Albrecht A and Steinhardt P J 1982 *Phys. Rev. Lett.* **48** 1220