

## 銀河系外天体の距離 (III)

会 津 晃\*

## 1. はじめに

前号までで銀河の距離の測定の話が終り、この続きものも終りに近づいてきた。われわれの課題は、宇宙の果てにあるものの距離がどのように測られているかを調べることによって、宇宙論の入口へ橋渡しをすることである。残された問題は二つある。

(1) 現在の方法で、どこまで遠くの銀河を測ることができるか。これは無限の遠方まで銀河があるかどうかにもよる。準星についても同じ問題がある。

(2) 宇宙の遠方には、銀河や準星以外の天体があるのか、あればそれらの距離は測定できるのか。

宇宙の遠方を観測することは、勿論空間的にも遠方を見ることであるが、光速度が有限であることから、時間的に宇宙の過去を見ることになり、宇宙の進化の問題につながる。まず銀河の話から始めよう。

## 2. 銀河の距離はどこまで遠く測られているか

非常に遠方の銀河の距離を見当つけるには、本誌 9, 10 月号の高瀬氏の解説 (以下 I, II として引用する) にあるように、

(i) 銀河の見掛けの明るさを測定し、もともとの明るさを仮定して距離を求める (I の (1) 式を使う)。明るさの代りに大きさを用いることができる (I の (3) 式を使う)。しかし銀河のもともとの明るさや大きさは、その種類による違いや、ばらつきが大きいので、この方法で精度をあげることは、一般的にはむずかしい。そのためには

(ii) スペクトル線の赤方偏移を測定し、ハッブルの法則を仮定して距離を求める (II の (9) 式)。これは II に詳しく説明されている。赤方偏移の観測がないとき、場合によっては使われる方法として、

(iii) もし銀河がある銀河集団に属していて、その集団の距離が何らかの方法で知られていれば、集団の距離がそのまま銀河の距離になる。

(i) の方法でもともとの明るさが仮定できるためには、その天体の素性が明らかでなければならぬ。しかし形のある銀河も遠くから見れば点にしか見えない。地上からの望遠鏡で見たとき、角度の分解能はよく知られているように  $1''$  であるから、直径 30 Kpc の銀河なら 6000

Mpc まで大きさが分る筈であるが、大気光などのバックグラウンドを考えると、1000 Mpc 位の距離なら、区別がつく。これは、明るい銀河の絶対等級を  $M = -20$  とすれば、実視等級  $m = 20$  に相当し、ここまでの銀河は距離の目安はつけられる。しかし I にもあるように、アンドロメダ星雲では  $M = -20.45$ 。大マゼラン雲では  $M = -18.15$  であり、仮定されるべき  $M$  の値のばらつきは大きく、精度は期待できない。しかし素性の揃った銀河だけとり出せば、よい精度で距離が求められる (例えば II の第 6 図)。

明るさの代りに大きさを用いるときも同様で、見かけの大きさの測れる下限が数秒角であれば、 $m \sim 20$  が大きさの測れる限界になる。しかし銀河のもともとの大きさのばらつきが大きいので、一定の素性、したがって一定の大きさのものだけ選んで、その間で比較する必要がある。例えば、サンデイジによれば、銀河集団中の最も明るい銀河については、その見掛けの大きさ  $d''$  と、赤方偏移  $z$  の間に  $dz = 0.85$  の経験則が成りたつので、距離推定に役立つ。

つぎに光のスペクトルをとって、赤方偏移を測定する方法であるが、現在の大望遠鏡 (口径 3 m 以上) で、充分時間をかければ、実視等級  $m \sim 19$  位までの天体ならば、有用なスペクトル写真をとることができる。現在赤方偏移  $z$  が測定されている最も遠い銀河は、3C 295 という強い電波を出す銀河で、1410+5226 という名前の銀河集団にある。その  $z = 0.461$ 、視線速度  $v = 1.086 \times 10^5$  km/s、実視等級  $m = 19.6$  で、見かけの大きさ  $d = 1''.86$  である。

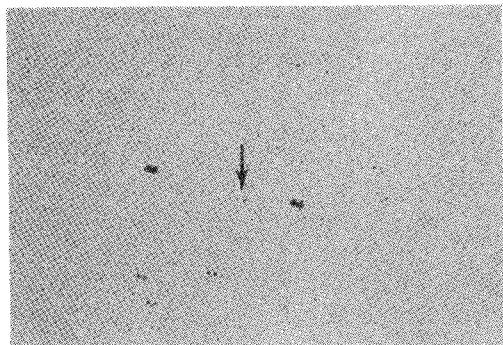
## 3. 準星の距離はどこまで遠く測られているか

銀河の代りに準星を考えると、準星は、もともとの明るさが最も明るい銀河のそれより 100 倍位あるので、同じ手段では、銀河の 10 倍遠くまで、距離が測れる。

準星の正体については発見以来多くの説が出されてきたが、現在では、銀河の中心部分が短い期間——といっても  $10^4 \sim 10^5$  y で、銀河の年令  $10^{10}$  y に比べて短かい——活動的になり、光や電波の明るさが急に大きくなったものと考えるのが最も自然なので、ここでもこの立場にたつ。

さて準星を問題にするときに、数ある天体のなかからどれが準星であるかを見分けるのが第一の問題である。

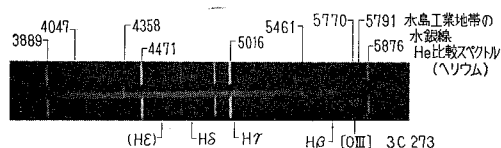
\* K. Aizu: 立教大学理学部物理教室  
Extragalactic Distance Scale



第1図 矢印が準星 3C 245. 準星だけ青がつよくうつっている。(ライルとサンデージ, Ap. J.)

もともと準星は強い電波源として見出され、光では一見星のように見える天体である。電波で与えられる位置は、誤差を考慮すると、少くとも数秒位拡がっており、その範囲内にいくつかの天体があるのが普通である。準星を見わけけるには、その色が普通の星や銀河とちがうことを利用して行なわれる。例えば、パロマの掃天図で、青と赤がよくうつるフィルターと乾板でとった写真を比べて、特別に青いものを準星の候補とする。あるいは、第1図に示すように、同じ乾板に青と赤のフィルターをかけて少しずつとり、特別に青のつよいものを選び出す。ついでに近くの等級の分った天体と比べて、大体の実視等級をきめれば、絶対等級  $M \sim -25$  として、距離の見当がつけられる。

しかしこれを準星と確定するためには、スペクトルをとって、線スペクトルから赤方偏移を測定しなければならない。色だけからでは、白色矮星も似た色をしているからである。第2図に寿岳、西田両氏のとった 3C 273



第2図 3C 273 のスペクトル, 寿岳, 西田両氏が岡山 の 18.8 cm 反射望遠鏡で撮影したもの。上下の線は波長の同定のために入れたヘリウムのスペクトル。

のスペクトルを示す。白色矮星にはこんな著しい線スペクトルはない。こうして現在まで約 250 の準星が同定されている。そのうち一番遠方のものは、9月号の時点では OH 471 の  $z=3.40$  であったが、現在では OQ 172 の  $z=3.53$  である。ちなみに今まで大きい  $z$  の値がどのように測定されてきたかの年表にまとめておく。

こうして準星を用いれば、銀河よりより遠くまで距離

| 年    | 赤方偏移  | 天体   |
|------|-------|--|
| 1954 | 0.057 | 白鳥座 A, 電波でみると全天で 2 番目に明るい。                         |
| 1956 | 0.202 | 海蛇座 II という銀河集団, HMS の $z$ の表 (II 参照) で最大の $z$ をもつ。 |
| 1960 | 0.461 | 3C 295 現在でも銀河では最大の $z$ 。                           |
| 1963 | 0.158 | 3C 273 最初に発見された準星。                                 |
| 1965 | 2.021 | 3C 9 電波の 3C カタログ中では最も遠い。                           |
| 1968 | 2.38  | 5C 2.56 当時の新記録                                     |
| 1970 | 2.88  | 4C 5.34 当時の新記録                                     |
| 1973 | 3.40  | OH 471   |
| 1973 | 3.53  | OQ 172   |

を測ることができるが、ハッブルの関係はどうなっているであろうか。II の第 8 図の  $\Delta$  印は準星である。全体として電波銀河の線をのぼしたものより、数等級左にある。これは準星がそれらの銀河より 10~100 倍明るいことを意味する。またばらつきが大きいのは、もともとの明るさが、大きくばらついていることを意味する。しかし赤方偏移が同じ位の準星で、最も明るいものの等級 V だけをとるとか、あるいは V の平均をとるなどすれば、2, 3 の例外の準星を除いて、滑らかな曲線がえられ、一定のハッブルの関係がえられる。この曲線が銀河のときのように直線にならないのは、準星のような遠方の天体では、宇宙の時空の曲りがきいているためと思われる。

こうして赤方偏移  $z$  が 3 以上、距離にして数千 Mpc 以上の天体が観測されたことになったが、さらに遠くのものを測ることができないであろうか。現在の光学観測の限界をきめているものの一つは、地球の大気で、それからの弱い光と、大気のゆらぎによる像のぼけが障害になる。これを逃れるには、気球や人工衛星に望遠鏡をつんで観測することである。これは部分的にはすでに行なわれているが、近い将来大規模に行なわれ、上の表のような記録は大幅に更新されるであろう。しかしわれわれが現在距離を測りうる限界より遠方にはまだまだ銀河や準星がある。これらはどの位遠方まであるのか、個々の天体の距離に分らなくても、統計的にしらべる方法がある。しかもそれは電波天文学によってである。

#### 4. 電波源の数の勘定

銀河や準星は、強弱のちがいがあっても、電波の連続スペクトルを 10 MHz から 10 GHz 位の間にわたって出している電波源である。これに反し星はわずかの例外をのぞいて、測定できるような電波を出していない。電波を用いた距離測定の原理は光の場合の (i)~(iii) と同じである。ある天体からくる、ある周波数における電波強度  $S$  を測定し、そのもともとの電波での明るさ  $L$  が分

れば、
$$r=(L/4\pi S)^{1/2} \quad (1)$$
 で与えられる。しかし電波の場合には例えば白鳥座Aのもとの明るさは、アンドロメダ銀河のその10<sup>6</sup>倍もあるというように、電波源によるばらつきが大きいので、素性の似たもの同志でなければこの方法を使えない。電波で見た大きさを使うときも事情は同じで、その大きさは光で見たものの数倍から、数分の一のものまであって、ばらつきが大きく、何らかの方法で大きさの揃ったものを選び出す必要がある。

つぎに電波での線スペクトルであるが、一番強く出るのは水素原子の基底状態にある超微細構造（電子と陽子の磁気二重極間の相互作用による）の間の遷移による周波数 1420 MHz、波長 21.1 cm の線である。この線自身は弱けれども、天体には水素原子が多量にあるので、検出できる。この 21 cm の線のドップラー効果を利用して、われわれの銀河系内の水素ガスの渦巻構造が分った話は大へん有名である。最近では多数の銀河からの 21 cm が測定されており、その赤方偏移の値は光のそれとよく一致する。ただし 21 cm の線は必ずしも強くないので、この方法で距離が測れるのは、現在のところ 20 Mpc までである。

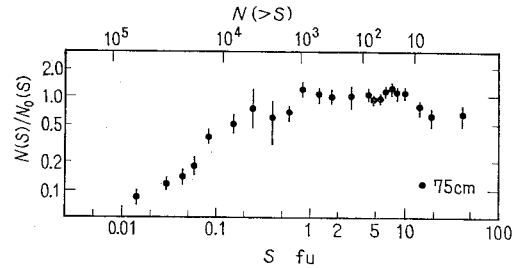
さて電波天文学で極めて遠方の天体の距離が測れるというのは、原理的には (i) の方法による。個々の銀河を相手にしたのでは、上にのべたように、もともとの明るさの違いが大きすぎるが、多数の銀河を相手にすれば、それらの空間的な分布について、探りを入れることができる。この原理は簡単で、つぎの通りである。

いまある特定の周波数で、天球の特定の方向のある立体角にある、検出できるすべての天体の電波強度  $S$  を測定する。特定の方向としては、銀河系内の天体の寄与をさけるために、銀河の北極方向を選ぶ。いま強度が  $S$  と  $S+dS$  の間にある、単位立体角あたりの電波源の数を  $N(S)dS$  とする。いまかりに、これらの電波源が宇宙間に一様な数密度  $n$  で分布し、そのもともとの明るさ  $L$  は同じであるとする。このときの  $N(S)$  を  $N_0(S)$  とかく。ある電波源までの距離を  $r$  とすれば、 $N_0(S)dS = nr^2 dr$  であるが、(1) 式があるので

$$N_0(S) = (NL^{3/2}/16\pi^{3/2})S^{-5/2} \quad (2)$$

となる。 $L$  に分布があるときは、この式で  $L^{3/2}$  の代わりにその平均値  $\langle L^{3/2} \rangle$  が入るだけで、その形は変わらない。それで電波源の分布が一様であるかどうかを見るには、 $N(S)$  を測定して、 $S^{-5/2}$  に比例するかどうかを見ればよい。しかも遠方は  $S$  の小さいことに対応するので、遠方を知るには測定可能なかぎり小さい  $S$  まで観測すればよい。また多くの方向について観測を行ない、分布の異方性を確かめることも大切である。

この観測は今まで多くのひとびとによって、異なる周



第3図 電波源の数、横軸は 408 MHz での電波強度  $S$ 、縦軸は、 $S$  と  $S+dS$  にある単位立体角あたりの数  $N(S)$  と、(2) 式の  $N_0(S)$  との比、上の横軸は  $N(>S) = \int_S^\infty N(S)dS$ . (ケラーマン, A. J.)

波数、方向、 $S$  の下限で行なわれてきた。以前は  $N(S)$  の代わりに、電波強度が  $S$  以上の電波源の数  $N(>S) = \int_S^\infty N(S)dS$  が用いられたが、統計誤差を考えると  $N(S)$  の方が容易なので、最近では  $N(S)$  が多く用いられている。 $S$  が一番広い範囲にわたっているプーラーとライルの観測結果を第3図に示す。ただし空間分布が一様である場合からのずれを見るため、 $N(S)/N_0(S)$  を縦軸にとってある。そのさい (2) 式の係数は任意にとってある。横軸は電波強度  $S$  であるが、同じ  $S$  を与える電波源では、 $L$  の大きいものの寄与が大きく、それらの距離に、したがって過去にさかのぼった時間に対応する、また同じ理由から、 $N(S)$  に主に寄与するのは、準星や電波銀河である。第3図の解釈は2通り可能である。

(1)  $S$  の一番大きいところ、現在に近いところを標準であると考え、 $1 < S < 10$  ( $z \sim 1$ ) に相当する過去では、電波源の数がそれより数倍多く、 $S < 0.1$  ( $z > 3$ ) より昔にさかのぼれば、つよく減少する。多少の減少は膨張宇宙の効果として説明されるが、この減少はとてもそれでは足りない。逆にいえば、準星や銀河は  $z \sim 4$  位の時代に形成され始め、 $z \sim 1$  でその数が最大になり、現在はやや数が減少している。ただし数がふえたという代りに、数は同じでも個々の電波源の明るさがまじったといってもよい。

(2)  $1 < S < 10$  のところが標準であって、それより昔は膨張宇宙の効果で説明され、現在は何らかの理由で少ない。実際  $S$  の大きい電波源を 1 sterad あたり 5 個補えば標準になるので、ゆらぎのせいにすることもできる。

どちらがよいかまだ決着がついていない。こうして  $z \sim 4$  位の宇宙のかなた。したがって昔を探ることができた、しかし宇宙には銀河や準星だけでなく、その間に稀薄なガスや、ふく射（光子）がある。それらを観測すれば、 $z=1500$  位までさかのぼれることを次回に説明しよう。