

## 銀河系外天体の距離 (IV)

会 津 晃\*

## 5. 夜空の明るさ

前回の終りに、宇宙の稀薄な気体やふく射を測れば、赤方偏移  $z$  の値にして1500位まで遠方が見えることを書くことを約束したが、その前に夜空の明るさの話をしておこう。

前回どこまで遠くの銀河（準星も含めて）を測ることができるかという問題を考えた、まず近いところでは個々の銀河の赤方偏移を測定し、ハッブルの法則を利用して距離の推定ができ、つぎに見掛けの明るさの異なった銀河の数を数えて、多数の銀河を一まとめにして統計的に距離を推定することができた。ただし後者のときは、光でなく電波の明るさを用いた。さらに遠くの銀河については、それらがあるとしても、もはや個々の銀河としては見えず、全体が一樣にぼうっと光って見える筈である。それはあたかも、夜大都会からの光をはるか遠方から見たとき、個々の光源からの光は区別できず、全体が光って見えるのに似ている。しかし宇宙の場合には注意すべきことがある。それは1826年に既にオルバースが指摘したことであるが、もし単純に宇宙において、もともとの明るさが同じ銀河が一樣にどこまでも分布しているとすれば、夜空の明るさは、屋間のようにどこか、無限大の明るさで輝くことになる。それは銀河の見掛けの明るさはその距離  $r$  の自乗に反比例するが、距離  $r$  にある銀河の数は、 $r$  の自乗に比例するので、一定の距離にある銀河全部の見掛けの明るさに対する寄与は距離によらず、したがっていろいろの距離の銀河から寄与を全部加えれば無限大になるからである。このことをあとのため、式を用いて確かめておこう。ある一個の銀河が  $r$  の距離にあり、実視光でのもともとの明るさが  $L$  であるとすれば、観測される光の強さ  $S_1$  は

$$S_1 = L / (4\pi r^2) \quad (1)$$

で与えられる。銀河の単位体積あたりの数を  $n$  とし、例えば銀河系の北極方向で単位立体角の範囲内を見れば、 $r$  と  $r+dr$  の間に  $nr^2 dr$  個の銀河があるので、観測される全体の光の強さ  $S$  は

$$S = \int_0^{\infty} dr n L / 4\pi \quad (2)$$

となる。 $n$  も  $L$  も  $r$  に依らず一定であれば、これは無限大に発散する。

ところが実際の夜空はもちろん暗いので、上の議論は逆説になるわけである。もし銀河の分布が有限の範囲内に限られていれば、 $S$  は有限である。膨張宇宙では銀河の後退速度が光速に近くなると、赤方偏移は非常に大きくなる（(II)の(9)式）。したがってそのような銀河から出される光の強さは、その波長が大へんのびて電波領域にも入ってくるし、また他の理由もあって、大へんよわくなる。したがって光の強さ  $S$  にきく銀河の範囲は、大よそ  $C/H$  までである。ここに  $H$  はいわゆるハッブル定数である。したがって(2)式で、積分の代りに距離  $C/H$  が加かることになる。もう少し詳しい計算をすれば、これに0.2がかかるので、結局(2)式は

$$S = 0.2(nL/4\pi)(C/H) \quad (3)$$

となる。 $n \sim 2 \times 10^{-75}$  個/cm<sup>3</sup>、実視光での銀河の平均の明るさ  $L \sim 5.5 \times 10^{28}$  erg sec<sup>-1</sup> Hz、ハッブル定数 100km/s を用いれば、

$$S = 1 \times 10^{-20} \text{ erg cm}^{-2} \text{ sec}^{-1} \text{ Hz}^{-1} \text{ ster}^{-1}$$

がえられる。それでは観測の方はどうなっているであろうか。

地上で弱い光の観測をするときは、いろいろのところからの光が問題になる。大都会からの光害は除外しても、つぎの表のような光がある。黄道光は一般には惑星間空間にある小さなちりが太陽の光を受けて光っていると考えられ、また夜光は地球の大気がいろいろの原因でかすかに光っているためと考えられている。この表の示すように、たとい地球の大気外に出たとしても、銀河の一樣になった光を観測することは難かしい。

なお(3)式で注意されるのは、0.2という因子で、これは  $S$  に寄与するのは、宇宙の果て  $C/H$  までのすべての銀河ではなく、比較的近い銀河であることを示している。

表 一樣に拡がった光の強さ  
(erg cm<sup>-2</sup> sec<sup>-1</sup> Hz<sup>-1</sup> ster<sup>-1</sup>)

黄道光	$1.9 \times 10^{-18}$
星の光の総和	$1.3 \times 10^{-18}$
夜光	$6.5 \times 10^{-19}$
銀河の光の総和	$1 \times 10^{-20}$

\* 立教大学物理教室

K. Aizu: Extragalactic Distance Scale

## 6. 赤方偏移 $z \sim 1500$ の観測

宇宙で光をつよく出しているのは銀河であるが、銀河間にある拡がっている気体も、多かれ少なかれふく射を出しているの、これが観測できないであろうか。

まずこの気体は殆んど水素から成っており、その密度は、われわれの銀河系内での平均の気体の密度  $10^{-24} \text{ g cm}^{-3}$  ( $1 \text{ cm}^3$  に水素原子一個に相当する) の  $10^5$  分の 1, すなわち  $10^{-29} \text{ g cm}^{-3}$  以下であると推定されている。温度は  $10^5 \text{ K}$  以上で、水素原子は殆んど完全に電離して陽子と電子から成っている。この気体は温度がきわめて高いので、X線を出し、それが観測される可能性があるが、それはあと廻しにしよう。

これは気体の現在の姿であるが、われわれが遠方を観測することは、光速度が有限のため、昔を観測することである。したがって膨張宇宙の立場に立てば、遠方にゆけばゆく程気体は圧縮されている。もし銀河自身はハッブル膨張しないとすれば、昔、銀河内の気体の密度と、外のそれとが同じ程度になる時期があり、またとなりどろしの銀河が接していた時期がある。この二つの時期はほぼ同じで、おそらくその頃に気体の密度が局部的に大きいところが銀河に成長していったと思われる。

さてここで少し脇道をして、距離や時間と赤方偏移  $z$  との関係のべておこう。距離や時間をいうのに  $z$  がしばしば用いられるが、それは  $z$  が直接観測できる量であるに対して、距離や時間は宇宙のモデルの型に依存し、現実の宇宙がどの型に属するかまだわからないからである。さらに距離といっても一般相対論に従って考えると、いろいろの種類があり、 $z$  の大きいときは区別しなければならぬのでややこしい。例えば (1) 式が成りたつような距離  $r$  と、銀河の大きさをあらわす距離  $r_m$  ((I) の (3) 式を成りたたせる) とはちがいが、 $r = r_m(1+z)$  の関係になる、 $r$  と  $z$  の関係は、一番簡単な宇宙モデルの場合 (アインシュタイン・ドジッター空間あるいは平坦な空間のよばれる)

$$r = (2C/H)[1+z - (1+z)^{1/2}] \quad (4)$$

である。赤方偏移  $z$  が小さいとき、( $z \ll 1$ )、これは、ハッブルの法則  $cz = Hr$  ((II) の (10) 式) になる。このモデルの場合には、過去の時刻  $t$  と  $z$  の関係は

$$t = t_0(1+z)^{-3/2} \quad (5)$$

とかかれる。ここに  $t_0$  は現在の時刻である。また時刻  $t$  における気体の密度  $\rho$  は、現在の密度  $\rho_0$  に比べると、大きいわけであるが、この両者は

$$\rho = \rho_0(1+z)^3 \quad (6)$$

で結ばれている。このように遠方、すなわち昔のいろいろな量は  $z$  の関数として表わされている。

さてもとに戻って、昔にさかのぼると宇宙の気体の密度と銀河のそれとが同じであった時期があるが、それは

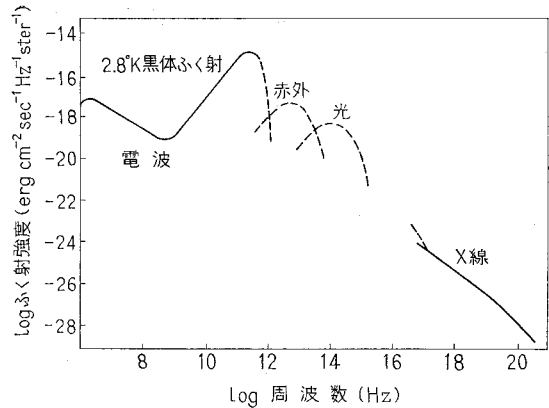


図 1 銀河外の一様なふく射の周波数スペクトル。実線は観測、点線は推定 (ロングール、スニャエフ)

(6)式によれば、 $z=50$  位の時である。これより昔にさかのぼると、宇宙には銀河はなく、気体だけになるだろう。ただし星ができるのは銀河形成より早くはないとする。この時期より昔にさかのぼれば、気体はより圧縮された状態にある。ところで気体の温度はどうであったろうか。気体の温度の歴史、いわゆる熱史は複雑でまだよく分っていない。現在の気体の温度は前にのべたように大へん高いが、銀河形成以前では可成り低かったと考えられる。それは一般に気体は、何らかの手段で暖めないかぎり、膨張すれば温度がさがるからであり、銀河形成より前しばらくは、そのような熱源はないと考えられるからである。そうすれば、気体のなかの水素も中性の水素原子、あるいは水素分子であった時期があったろう。しかしそうした時期よりもっと昔にさかのぼれば、温度が十分高くなり、熱運動がさかんになって、原子や分子は電離して、イオンや電子に分れた状態にあったに違いない。

ところでどうして水素原子の電離などを気にするかというと、気体の透明さが問題になるからで、不透明になれば、見えるところはそれまでで、いわば地平線にぶつかったことになるからである。気体の透明さは、中性原子の場合と、電離した場合とでは大違いで、前者の方が、波長の長い光や電波に対しては後者よりも少なくとも  $10^8$  倍よい。そこでそのような波長に対しての地平線は気体が電離始めたところにあると思われる (ものが透明か不透明かは、ものの状態の他にもの大きさによるので、ここでは宇宙の大きさを考慮しての話である)。それでは地平線はどのへんにあるであろうか。

気体が電離するかしないかは、その温度によって大きく左右される。その温度は気体の密度によって多少ちがうけれども、いまの場合  $4000 \sim 5000 \text{ K}$  である。これがどのへんにあるかは、そこから出されるふく射が手がか

りを与えてくれる。そのために、そのふく射がどんなスペクトルをもっているか調べよう。

地平線の向うは不透明、つまり光は何回も電子によって散乱してエネルギーのやりとりをしているので、気体と熱平衡にある、光が熱平衡があれば、それは黒体ふく射でその分布はよく知られているプランク分布であり、周波数スペクトルをかけば、山のある分布をし、山の位置は波長で  $\lambda T = 0.51$  で与えられる。  $T$  はふく射の温度であるが、電離の温度例えば  $4500^\circ\text{K}$  に等しいとすれば  $\lambda = 1.1\mu$  になる。

地平線はこのようなスペクトルのふく射を出しているとして、これを観測したらどうなるであろうか。まず赤方偏移のためにスペクトルが赤い方にずれる。それから光が伝ってくる間に空間が膨張するので、光の強度はよわくなるが、それはちょうど黒体ふく射の温度  $T$  が  $T_0 = T/(1+z)$  で与えられる温度だけ下った黒体ふく射の光の強さになる。したがって図1に示したようなふく射が具えられる筈である。われわれはこの“宇宙黒体ふく射”でとりまかれている。その温度  $T_0$  が分れば、地平線の  $z$  が分る筈である。

ガモフは宇宙初期の元素合成の話から、1948年にすでにこの温度を  $T_0 \sim 10^\circ\text{K}$  と与え、彼の「宇宙の創造」という本にもこれに似た数字が与えてある。しかしこれはあまり人々の注目をひかなかった。1965年にベル電話会社研究所のベンジマスとウィルソンは、衛星通信のため、周波数 4080 MHz の雑音をくわしく調べているうち、黒体ふく射にして  $T_0 = 3.5^\circ\text{K}$  のものが、どうしても原因不明としてこった。同じ頃プリンストン大学のディッケ達は、宇宙黒体ふく射を測ろうとしてまだ成功していなかったが、ベル研究所の連中の話をきいて、直ちにその原因——宇宙黒体ふく射であることを認めた。現在ではこのふく射のスペクトル、等方性がたしかめられ、温度も  $T_0 = 2.8^\circ\text{K}$  とされている。したがって地平線の

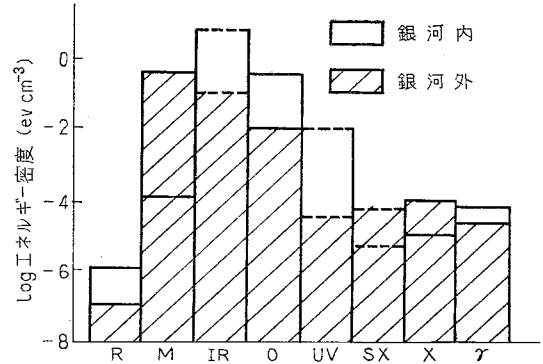


図2 銀河外と銀河内のふく射のエネルギーの比較の模式図。R 電波、M マイクロ波、IR 赤外、O 光、UV 紫外、SX 軟X線、X X線、 $\gamma$   $\gamma$ 線。(シルク)

$z \sim 1500$  となる。われわれは  $z \sim 5$  あたりの銀河から、一気に  $z \sim 1500$  の宇宙の地平線をみたことになる。

この宇宙黒体ふく射の発見は、宇宙論にとってハッブルの法則と同じ位重要な観測的な発見であった。これ以後の宇宙論の展開はめざましく、それらについては本誌1967年5月号、1970年4月号の佐藤氏の解説を見ていただきたい。

## 7.

他の波長では、これまで光と電波での観測の話ししかしなかったが、電磁波の他の波長ではどうであろうか、図2に銀河外の一様なふく射と、それを観測するのにじゃまになる銀河内のふく射の強さとを、いろいろの波長帯で比較してある。光では5、でのべたように銀河外は見えない、銀河外が見えるのは電波とX線だけである。X線でも宇宙をみることができ、図1にそのスペクトルを示してあるが新しいことがつぎつぎに発見されているので、将来が期待される。