

## 連載

## ブラックホールの質量【1】

## 恒星ブラックホール

福江 純（大阪教育大学）

宇宙のはるか彼方にある天体の重さ（質量）はどうやって測るのだろうか？ 究極の天体ブラックホールを取り上げて、天体の重さの測り方を紹介したい。

ブラックホールは遠くにあるので直接調べることができないし、仮にできたとしても、重すぎて秤に乗せることができないだろう。逆に、ブラックホールが重いという性質を利用することによって、ブラックホールの重さを求めることができる。またブラックホール周辺から放射される光の性質を分析するなど、いろいろな工夫によって、ブラックホールの質量を求めたり推測したりすることが可能だ。

今回は X 線連星などにある通常のブラックホールについて、その重さの求め方を紹介する。基本的にはブラックホールの相手の星の軌道運動を調べて、ブラックホールの重さを推定するのだが、その他の方法についても紹介する。

## 1. X 線連星と恒星ブラックホール

2 つの星がお互いのまわりを回りあっている連星の中で、強い X 線放射をしているものを「X 線連星 (X-ray binary)」と呼んでいる。X 線連星はすべて、中性子星かブラックホールと通常の恒星からなる近接連星であり、恒星からコンパクト星へガスが降り注いで、コンパクト星の近傍で超高温になったガス—円盤状の「降着円盤 (accretion disk)」になっている—が X 線を放射していることがわかっている (図 1)。太陽ぐらいの質量がありながら半径が 10 km しかない中性子星や、やはり太陽ぐらいの質量がありながら半径が 3km ぐらいしかないブラックホールの近傍では、重力ポテンシャルの井戸が非常に深いため、ガスが 1000 万度やそれ以上に加熱されて、

高エネルギーの X 線を放射するようになるのだ。

コンパクト星を含む連星で、コンパクト星が白色矮星や中性子星ではなくてブラックホールの場合を「ブラックホール連星 (black hole binary)」と呼ぶ。ブラックホールが存在すること自体は、理論的にも観測的にも確実だが、個々の天体については、たとえば中性子星という可能性が排除できないこともある。そういう意味で慎重な立場からは、ブラックホールだということが立証されない間は、「ブラックホール候補星 (black hole candidate)」略して BHC と呼ぶこともある。

歴史的には、2002 年度のノーベル物理学賞を受賞したジャコニ (Riccardo Giacconi ; 1931~) らが、1962 年に最初の太陽系外 X 線源を発見した。このとき彼らはエアロビロケットに 3 個のガイガー計数管を積んで打ち上げたのだが、予想に反してさそり座の方向から強い X 線が到来することを発見した。これが最初の宇宙 X 線源で、後に連星系であることが判明した最初の X 線連星「さそり座 X-1 (Sco X-1)」だった。なお、さそり座 X-1 の場合、その後の詳しい観測から、X 線を放射しているコンパクト星は中性子星であることがわかっている。

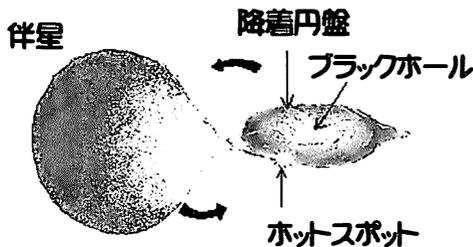


図 1 ブラックホール X 線連星の模式図

## 2. はくちょう座 X-1 の発見

ブラックホール連星でもっとも有名なのは、はくちょう座 X-1 (Cyg X-1) だろう。

1960 年代初頭、当時マサチューセッツ工科大学にいた ブルーノ・ロッシ (Bruno Benedetti Rossi) とリカルド・ジャコーニらは、X 線検出器をロケットに積んで大気圏外に打ち上げた。ロケット観測が始まるとすぐに、はくちょう座の方向にも強い X 線源が存在することが発見され、“はくちょう座 X-1” (はくちょう座 X 線源 No.1) と命名された。そして 1971 年、はくちょう座 X-1 の位置に、スペクトル型が O9 型の 9 等星が存在することが突き止められた (図 2)。

はくちょう座 X-1 の位置にあったのは、HD226868 という名前を持つ青白い星だった。ところが太陽のような普通の星は、可視光の光こそたくさん放射するが、X 線や電波はあまり出さない。はくちょう座 X-1 の X 線も、HD226868 という星自体から出ているはずはなかった。案の定、1971 年の秋には、この青い星が別の天体と連星系になっていることがわかった。すなわち青い星から放射される水素の線スペクトルの波長を精密に測定したところ、スペクトル線の波長が 5.6 日の周期で規則的に変動することがわかったのだ。これは連星系内で青い星がもう一つの天体のまわりを公転運動するために、青い星から出た光が規則的にドップラー偏移したためだと考えられた。5.6 日の周期は連星の公転周期なのだ。

青い星の相手の天体は光では確認できなかったが、X 線はこの相手の天体から出ているに違いない。すなわちこの相手の天体こそがはくちょう座 X-1 の本体なのだ。そして、このはくちょう座 X-1 は、ブラックホールの候補の最右翼だと信じられている。その理由は、一言で言えば、“質量”だ。

光で見えている青い星 HD226868 の質量

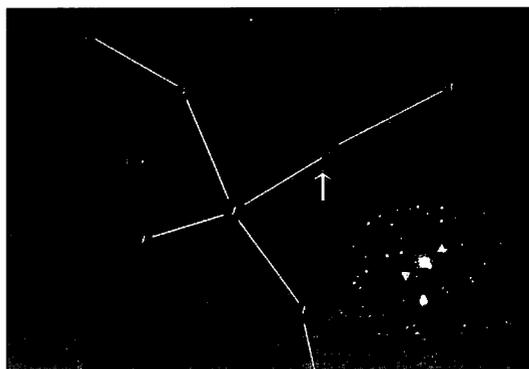


図 2 CygX-1 の位置と HD226868

は、もしこの星が主系列星ならば、星の理論から太陽の約 30 倍だと考えられる。一方、光では見えない相手の天体の質量は連星系の運動の解析から見積ることができて、太陽の 10 倍程度だと推定される。もし相手の天体がふつうの星ならば、(太陽の 30 倍程度の質量の青い星が見えているのだから) 当然光でも見えるはずだ。ところが見えないということは、相手の天体がふつうの星ではないことを示している。さらに X 線の詳しい観測から、はくちょう座 X-1 からの X 線が、0.1 秒から 0.001 秒くらいの非常に短い時間で不規則に変動していることが発見された。こんな短時間で X 線が変動するためには、X 線を出している天体の大きさが非常に小さくなくてはならず、せいぜい 300km 以下だと推定された。

質量は太陽の 10 倍もありながら、ふつうの星よりはるかに小さい天体と言え、地球ぐらいの大きさの白色矮星、半径 10km ぐらいの中性子星、そしてブラックホールに限られる。一方、星の理論から、白色矮星の質量には上限があり、太陽の質量の 1.4 倍より重い白色矮星は存在できない。中性子星の質量も、せいぜい太陽の質量の 2 倍ないし 3 倍程度である。非常に小さく、しかも白色矮星や中性子星の質量上限をはるかに超える天体：はくちょう座 X-1。この天体こそ、提唱され

て何十年もの間、理論家の夢の産物とされたブラックホールに他ならなかったのだ。

### 3. 質量関数による方法

X線連星におけるブラックホールの質量を求める方法は、連星における普通の星の質量を求める方法と同じである。ブラックホールだからといって常に一般相対論が必要な訳じゃない。連星の力学（ニュートン力学）と光のスペクトルに関する若干の知識（赤方偏移など）があれば事足りる。ここでは、質量関数と呼ばれるものを丁寧に導き、はくちょう座 X-1 へ適用してみよう。

#### 3.1. 一般化されたケプラーの第3法則

星1（質量  $M_1$ ；こちらがブラックホールとする）と星2（質量  $M_2$ ；こちらは通常の星とする）からなる連星を考えよう（図3）。各星の軌道は簡単のために円軌道だとする。連星の諸要素については、2つの星の間の距離が「連星間距離」 $a$ 、2つの星の質量中心が「共通重心」で、共通重心のまわりの星1の公転半径を  $a_1$ 、星2の公転半径を  $a_2$  とする（ $a_1 + a_2 = a$ ）。また2つの星が公転している面が「軌道面」で、軌道面に垂直な方向と視線方向のなす角度が「軌道傾斜角」 $i$ 、お互いのまわりを回る周期が「公転周期」 $P$  で、2つの星の質量の比が「質量比」 $f$  である（ $f = M_2/M_1$ ）。

まず、（以下の話には直接関係ないが）公転軌道半径や質量の間には、テコの原理から、次のような関係式が成り立つ。

$$a_1 : a_2 = M_2 : M_1 \quad (1a)$$

$$a_1 : a = M_2 : M_1 + M_2 \quad (1b)$$

$$a_2 : a = M_1 : M_1 + M_2 \quad (1c)$$

連星の2つの星が望遠鏡で分解して見える「実視連星（visual binary）」の場合には、観測から軌道半径の比率がわかれば、質量の比が得られる。

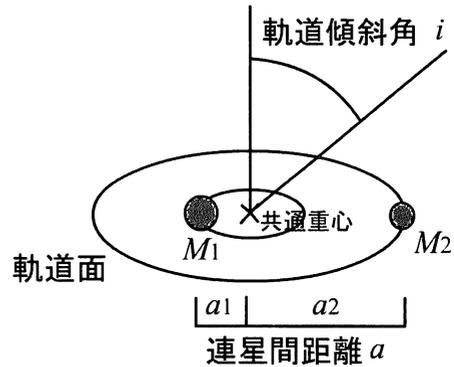


図3 連星の諸要素。以下では  $M_1$  をブラックホール、 $M_2$  を通常の恒星と想定する。簡単のために、各星の軌道は共通重心のまわりの円軌道とする。したがって連星間距離も常に一定である。

では、ニュートンの万有引力の法則を用いて、連星の力学に関する基本的な法則を導こう。

まず、共通重心のまわりの星1の運動に対して、ニュートンの万有引力の法則を適用すると、2つの星の間に働く重力と公転運動に伴う遠心力が釣り合っているという条件から、

$$\frac{GM_1M_2}{a^2} = M_1a_1\Omega^2 \quad (2)$$

が成り立つ。ただし、ここで  $G$ （ $= 6.6726 \times 10^{-11} \text{ N m}^2 \text{ kg}^{-2}$ ）は万有引力定数、 $\Omega$  は公転角速度で、公転周期  $P$  との間に、

$$\Omega = \frac{2\pi}{P} \quad (3)$$

の関係がある。上の(2)式で注意して欲しい点は、万有引力の方では連星間距離  $a$  を用いるが、遠心力では星1の公転半径  $a_1$  を用いることである。

この(2)式を整理すると、

$$GM_2 = a_1 a^2 \left(\frac{2\pi}{P}\right)^2 \quad (4)$$

となる。

また星 2 に対して同じようにすると、

$$GM_1 = a_2 a^2 \left(\frac{2\pi}{P}\right)^2 \quad (5)$$

となる。

さらに、これらの (4) 式と (5) 式を辺々加えて、 $a_1 + a_2 = a$  という関係を使うと、

$$G(M_1 + M_2) = a^3 \left(\frac{2\pi}{P}\right)^2 \quad (6)$$

が得られる。この (6) 式を「一般化されたケプラーの第 3 法則」と呼んでいる。片方の星の質量が無視できるときには、(6) 式は太陽系の惑星に対して成り立つケプラーの第 3 法則に帰着する。

■問 1 上の (6) 式で、片方の星の質量が無視できるときには、(6) 式がケプラーの第 3 法則に帰着することを確かめよ。

■問 2 また、そのケプラーの第 3 法則に、地球の軌道半径 (1 天文単位) および公転周期 (1 年) を入れて、太陽の質量を見積もってみよ。

### 3.2. 分光連星と視線速度振幅

大部分の連星は 2 つの星が分解して見えないので、2 つの星がお互いを隠し合う「食」による光度変化を調べたり、それぞれの星から放射される光のスペクトルを調べることによって、連星の公転周期などの基本的な情報を得ることになる。後者の、分光学的な方法によって情報が得られる連星を「分光連星 (spectroscopic binary)」と呼ぶ。

共通重心のまわりを公転運動している星 1 を斜めの方向 (軌道傾斜角  $i$ ) から観測して

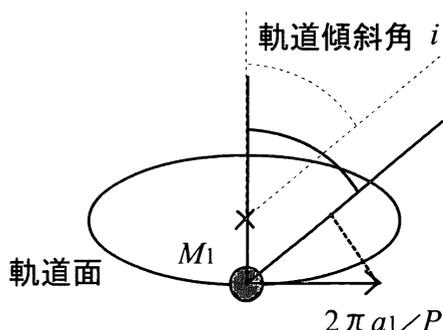


図 4 共通重心のまわりの星 1 の公転運動。星 2 は描いていない。星 1 の公転速度である ( $2\pi a_1 / P$ ) に、 $\sin i$  を掛けたものが、星 1 の視線速度振幅  $K_1$  になる。

いるとしよう (図 4)。

星 1 が (ブラックホールではなく) 通常の恒星で、しかもスペクトルが観測されていたとしよう。もし星 1 の大気で生じる、たとえば水素のバルマー線などの線スペクトルが十分な精度で観測されたなら、共通重心のまわりの星 1 の公転運動に伴って、スペクトル線の波長は規則正しく変化するだろう。すなわち、観測者に対して、星 1 が近づくように運動しているときはスペクトル線は青い方にずれるし (青方偏移)、遠ざかるように運動しているときは赤い方にずれる (赤方偏移)。ずれの程度は、視線に対する運動の大きさが大きいほど大きく、視線に対して真横方向に動いているときにははずれない (したがって、連星を真上から見ているときには、スペクトル線のずれは観測できない)。

スペクトル線のずれの大きさを速度に換算したものをプロットすれば、公転軌道が円軌道の場合には、サイン型のグラフが得られる (図 5)。このようにして得られたのが星 1 (あるいは星 2) の「視線速度」 $V$  のグラフで、サイン型のグラフの周期が連星周期になるはずである。またグラフの縦方向の振幅を「視

線速度振幅」 $K$ という。

いまの話をして式で表すと、星1の観測される視線速度は、公転角速度 $\Omega$ と時間 $t$ を用いて、

$$V_1 = K_1 \sin \Omega t \quad (7)$$

のように変化する。ただしここで、 $K_1$ が視線速度振幅で、星1の軌道半径 $a_1$ と公転周期 $P$ および軌道傾斜角 $i$ を用いて、

$$K_1 = \frac{2\pi a_1}{P} \sin i \quad (8)$$

と表される。この式で、 $(2\pi a_1/P)$ は、星1の公転速度であり、公転速度に軌道傾斜角 $i$ の $\sin$ を掛けたものが、視線速度の最大値、すなわち視線速度振幅になるわけだ。

星2のスペクトル線が測定されている場合には、同様に、星2の視線速度に対して、

$$V_2 = K_2 \sin \Omega t \quad (9)$$

となり、星2の視線速度振幅としては、

$$K_2 = \frac{2\pi a_2}{P} \sin i \quad (10)$$

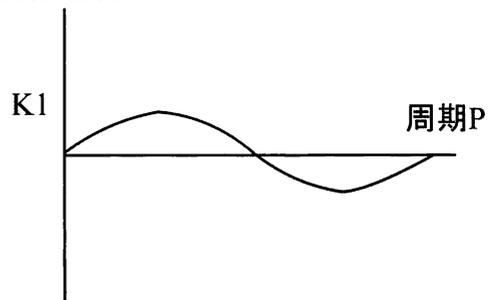
となる。

星1のスペクトル線も星2のスペクトル線も、両方とも観測されている場合には(図2)、それぞれの情報を活用することができるが、片方(ここでは星2とする)のスペクトル線しか観測されていない場合も少なくない。そのような場合には、つぎに述べる質量関数というものを導くことになる。

### 3.3. 質量関数

星1が暗かったりブラックホールだったりして、星2のスペクトル線しか観測されていない場合、分光観測からわかる観測量は、公転周期 $P$ と星2の視線速度振幅 $K_2$ だけである。そのような連星に対しても何らかの情報を得るには、これらの観測量を上手に利用し

視線速度V1



視線速度V2

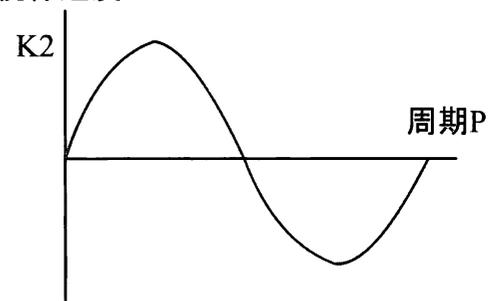


図5 星1と星2の視線速度の模式図。なおこれらの2つの速度が同時に観測される場合、 $K_1$ と $K_2$ は半周期分ずれ、 $K_1$ が正の時 $K_2$ が負というように逆位相になる。

なければならない。

そこで、いままで出てきた式を組み合わせ、以下のような関係式を導いてみる。

まず力学的に導いた(5)式と分光学的な関係式である(10)式を掛け合わせて、 $a_2$ を消去すると、

$$GM_1 \sin i = K_2 \frac{2\pi}{P} a^2 \quad (11)$$

となる。

つぎに、(11)式の両辺を3乗したものを一般化されたケプラーの第3法則(6)式の両辺を2乗したもので辺々割って、連星間距離 $a$ を消去すると、最終的に、

$$\frac{(M_1 \sin i)^3}{(M_1 + M_2)^2} = \frac{PK_2^3}{2\pi G} \quad (12)$$

が得られる。

この関係式 (12) の左辺は未知の量 (各星の質量と軌道傾斜角) であり、右辺は定数および既知の観測量 (周期と視線速度振幅) なので、観測量から右辺の値を計算すれば、左辺の未知の量に対する制約が与えられることになる。また左辺を見てわかるように、左辺 (当然右辺も) は質量の次元をもった量になっている。そこで、この関係式を、

$$f(M) = \frac{(M_1 \sin i)^3}{(M_1 + M_2)^2} = \frac{PK_2^3}{2\pi G} \quad (13)$$

と置いて、「質量関数 (mass function)」と呼んでいる。

なお、上の式にそのまま観測データを代入してもいいが、連星周期  $P$  を日で、視線速度振幅  $K_2$  を km/s で測ることにすれば、

$$\begin{aligned} f(M) &= \frac{(M_1 \sin i)^3}{(M_1 + M_2)^2} \\ &= 10^{-7} PK_2^3 \text{ 太陽質量} \quad (14) \end{aligned}$$

と簡便化される。

- 問 3 質量関数 (13) 式の導出を確かめよ。
- 問 4 上の (14) 式を導け。

### 3.4. はくちょう座 X-1 の場合

以上の準備のもとで、質量関数を用いて、いよいよ、はくちょう座 X-1 の質量を評価してみよう。

はくちょう座 X-1 の場合、ブラックホールはもちろん光を出さないが (周囲の降着円盤は光っている)、相手の星である青色超巨星 HD226868 のスペクトルが観測されている。図 6 はこの視線速度のグラフで、縦軸は km/s

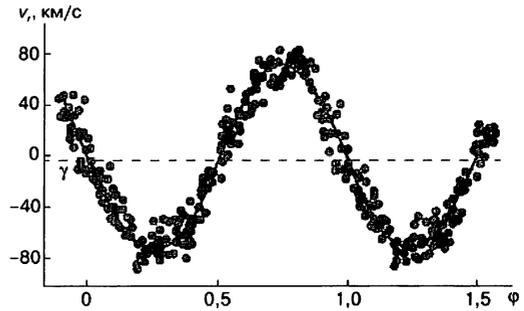


図 6 はくちょう座 X-1 の視線速度 ([http://images.nature.ru/nature/2001/08/17/0001168565/9703\\_087.2.preview.gif](http://images.nature.ru/nature/2001/08/17/0001168565/9703_087.2.preview.gif))。縦軸は km/s を単位とする視線速度だが、横軸は公転周期を単位とする連星位相になっている。

を単位とする視線速度だが、横軸は、生の時間ではなく、公転周期を 1 とする「連星位相」と呼ばれる時間になっている。

青色超巨星 HD226868 (こちらを星 2 とする) のスペクトル観測から、はくちょう座 X-1 では、

公転周期  $P=5.6$  日

星 2 の視線速度振幅  $K_2 = 75$  km/s

がわかっている (表 1)。これらを質量関数 (13) 式の右辺に入れると、

$$f(M) = \frac{(M_1 \sin i)^3}{(M_1 + M_2)^2} = 0.241 \text{ 太陽質量}$$

となる。これが、はくちょう座 X-1 のブラックホールの質量  $M_1$ 、青色超巨星の質量  $M_2$ 、そして軌道傾斜角  $i$  の間に成り立つ関係式である。

未知量は 3 つあるが、軌道傾斜角を固定すれば、与えられた軌道傾斜角に対して、質量の間の関係を表す式になる。いろいろな軌道傾斜角に対して、ブラックホールの質量  $M_1$  と (図では  $M_x$ )、青色超巨星の質量  $M_2$  の間の関係を描いたものが図 7 である。

図 7 の横軸は太陽質量を単位としたブラッ

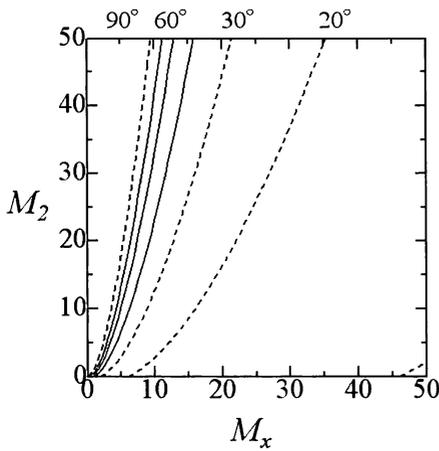


図7 はくちょう座 X-1 における未知量の間の関係。横軸は太陽質量を単位としたブラックホールの質量、縦軸は太陽質量を単位とした青色超巨星の質量。軌道傾斜角は、左から右に向かって、90°、60°、50°、40°、30°、20°。

クホールの質量で、縦軸は太陽質量を単位とした青色超巨星の質量である。軌道傾斜角は、左から右に、90°、60°、50°、40°、30°、20°の順である。

この図7からわかることは、まず、軌道傾斜角が大きい場合、すなわち連星の公転面を横方向から観測している場合には、ブラックホールの推定質量は小さくなるし、軌道傾斜角が小さい場合、すなわち連星を上方向から見ている場合には、ブラックホールの推定質量は大きくなる。

また、はくちょう座 X-1 では、青色超巨星 HD226868 のスペクトル型は O9 型で、もし主系列星ならば、太陽の 30 倍程度の質量があると推定される。その場合、図7で縦軸の 30 太陽質量の目盛りを横方向に見ていくと、ブラックホールの質量は軌道傾斜角が 90° のもっとも小さい場合でさえ 10 太陽質量弱ということがわかる。

表1 はくちょう座 X-1 の諸元

光で見える星 HD226868	青色超巨星
実視等級	$V=9$
スペクトル型	O9.7Iab
距離	約 2 kpc (約 6500 光年)
連星周期	5.6017 日
視線速度振幅	75 km/s
質量関数	0.241 太陽質量
軌道傾斜角	27°
軌道離心率	0.1 以下
超巨星 HD226868 の質量	約 30 太陽質量
ブラックホールの質量	約 10 太陽質量

さらに、はくちょう座 X-1 では、連星がお互いを隠し合う食現象は観測されていないので、軌道傾斜角が 90°程度ということはありません、おそらく 60°ぐらいよりは小さいだろうと思われている。となると、ブラックホールの質量は 10 太陽質量程度から 20 太陽質量程度ぐらいに推定されるだろう。

こうして軌道傾斜角に関する不定性があるものの、はくちょう座 X-1 のコンパクト星があきらかにブラックホールであること、そしてその質量が太陽の 10 倍から 20 倍程度であることがわかるのである。表1に、はくちょう座 X-1 の諸元をまとめておく。

■問5 はくちょう座 X-1 の観測量から、はくちょう座 X-1 の質量関数が、0.241 太陽質量になることを確かめよ。

■問6 いろいろな軌道傾斜角を与えて、実際に図7のグラフを描いてみよ。

### 3.5. ブラックホール連星

はくちょう座 X-1 と同様な方法、すなわち連星の基本的な力学と伴星のスペクトル観測から、連星の片方がブラックホールだと推定されたものは、現在までに、20 個程度発見されている (図8、表2)。

表 2 銀河系内ブラックホール天体の一覧表。文献[1]、[2]にもとづいて作成。ブラックホールの質量は、推測値に幅があるので、だいたいの目安を入れてある。

名称	質量 [太陽質量]	周期 [日]	質量関数 [太陽質量]	赤経 [°]	赤緯 [°]	距離 [光年]	備考
Cyg_X-1	10	5.6	0.24	299.6	35.2	6500	
SS_433	10	13.1	2.0	287.95	4.98	16000	
GRO_0422+32	8	0.21	1.2	65.5	32.	8500	V518 Per
A_0620-003	10	0.32	3.18	95.	-0.3	3900	V616 Mon
1009-45	7	0.28	3.17	152.25	-45.	16000	MM Vel
1118+480	7	0.17	6.1	169.5	48.	5800	KV UMa
GS_1124-684	7	0.43	3.1	171.	-68.4	16000	はえ座新星 GU Mus
1543-475	9	1.13	0.25	235.8	-47.5	24000	IL Lupi
1550-564	9	1.54	6.86	237.5	-56.4	17000	V381 Nor
GRO_J1655-40	6	2.6	3.16	253.75	-40.	10000	V1033 Sco MQ
H1705-250	7	0.52	4.0	256.25	-25.	26000	V2107 Oph
1819-25	7	2.82	3.13	274.8	-25.25	29000	V4641 Sgr
1859+226	10	0.38	7.4	284.75	22.6	36000	V406 Vul
GRS_1915+105	14	33.5	9.5	288.75	10.5	39000	V1487 Aql MQ
1956+350	10	5.6	0.24	299.0	35.0	6500	Cyg X-1
GS_2000+25	7	0.35	5.0	300.	25.1	8800	fQZ Vul
GS_2023+33	11	6.47	6.26	305.75	33.8	9800	V404 Cyg
LMC_X-1	7	1.79	2.3	85.0	-69.7	160000	大マゼラン銀河内
LMC_X-3	7	4.22	0.14	84.5	-64.1	160000	大マゼラン銀河内

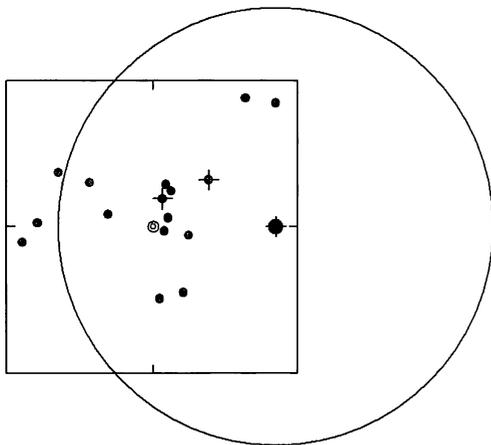


図 8 銀河地図におけるブラックホールの分布。銀河系を上(銀河北極側)から見た図で、円の中央が銀河中心、⊙が太陽系の位置を表す。黒丸(●)が 21 世紀初頭までに発見された、銀河系内の主なブラックホール。十字がついた●のうち、太陽系(⊙)に近い方が、はくちょう座 X-1 で、遠い方が特異星 SS 433。また銀河系中心(大き目の●)にもかなり巨大なブラックホールがある。

またブラックホール近傍から放射される X 線は、1 ミリ秒のような非常に短い時間で変動する性質がある (図 9)。さらに放射される X 線スペクトルは、しばしば非常に高いエネルギーの X 線領域まで伸びている (図 10)。これら、ブラックホール周辺のプラズマから放射される X 線の性質から、質量はわからないものの、おそらくブラックホールだと推測されているものが、やはり数十個ある。

X 線観測の歴史はまだまだ短く、実際の数はもっと多いだろう。おそらく、銀河系の中にブラックホールはゴロゴロあるに違いな

い。控えめな見積もりで、超新星の 1% 程度がブラックホールを残すとすると、銀河系内には一千万個のブラックホールが存在しているという試算もある。こうなると、ブラックホールは星の数ほどあるといっても差し支えなさそうだ。

■問 7 表 2 のデータについて、質量関数からブラックホールの質量を推定してみよ。

#### 4. 星間の孤立ブラックホール

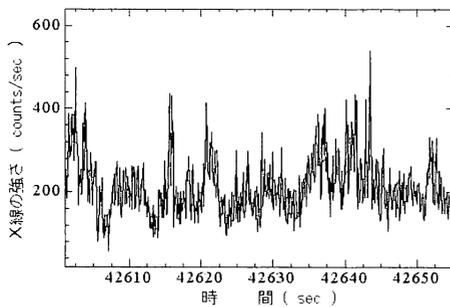
ブラックホールが別の星と連星になっている場合には、相手の星からのガスを吸い込んだ結果、しばしば X 線星として観測される。しかし、星間空間に漂っている単独のブラックホールを検出したり、さらには単独のブラックホールの質量を求めるのは、それほど容易ではない。星間空間に単独で存在しているブラックホールを調べる方法としては、大きく、3つの方法が考えられる。

- (1) ブラックホールの重力場を検出する
- (2) エネルギー放射を検出する
- (3) 重力レンズ効果を検出する

ブラックホールが存在すると周辺の星やガスに重力的な影響を与えるのはずである。そこで、そのような重力的影響を調べることは原理的にはありえるが、実際的には精度の点で問題があるし、またブラックホール以外の暗い星とも区別できない。したがって、一番目の方法は、あまり有効ではないだろう。

宇宙空間といえども完全な真空ではない。銀河系宇宙の平均的な空間では、1  $\text{cm}^3$  当たり 1 個程度の (水素) 原子が存在している。そして星間空間の単独ブラックホールが星間のガスを吸い込めば、吸い込まれたガスが高温になって光り出す。2 番目の方法、ブラックホールに落下しつつある星間ガスからの電磁放射を検出するのはかなり有望だ。実際、星間空間で発見されている身元不明な光源の

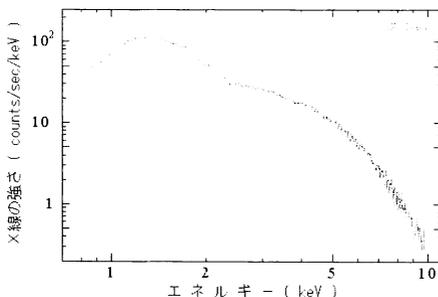
Cyg X-1



S.Kitamoto, Osaka Univ.

図 9 はくちょう座 X-1 の X 線時間変動 (文献[3]より)。横軸が秒単位の時間 (全体で 1 分弱) で、縦軸は X 線強度。

Cyg X-1



S.Kitamoto, Osaka Univ.

図 10 はくちょう座 X-1 の X 線領域のスペクトル (文献[3]より)。横軸がキロ電子ボルト単位のエネルギーで、縦軸が X 線強度。

中には、吸い込みつつあるガスが光っている単独ブラックホールではないかと目されているものもある。ただし、この場合も、単独のブラックホールの質量を求めるのは、やはりかなり困難である。

単独ブラックホールを見つける3番目の方法が、重力レンズ効果を利用して探知する方法である。重力レンズ効果によるブラックホールの探知方法とは、星の位置をきわめて精度よく走査して重力レンズ効果による位置のずれを検出したり、あるいは、星の手前をブラックホールが横切の際に重力レンズ効果で星の明るさが変化する現象を検出する方法である。後者の、重力レンズ効果によるブラックホール背後の星の増光現象らしいものは、実際に観測されている。重力レンズ効果による増光の性質は、ブラックホールの質量だけでなく、ブラックホールと星と地球の距離関係にもよるので、ブラックホールの質量には不確定性が残るが、いくつかの観測では、太陽質量の6倍から10倍という値が報告されている。

## 5. 円盤振動学による方法

固体の地球が振動するように、ガスでできた太陽や星でも振動が起こっていて、そのような振動によって太陽や星を調べる学問分野を、地震学 (seismology) に対して、日震学 (helioseismology) とか星震学 (asteroseismology) と呼んでいる。さらにガスでできた円盤状の降着円盤にも振動があり、その振動を調べる学問分野を「円盤振動学 (diskoseismology)」と呼んでいる。

球状の星に対して、降着円盤は円盤状で、さらに回転運動をしているために、星に比べれば円盤の振動の様子は複雑になるが、基本的な性質は解明されている。またブラックホールのまわりでは、相対論的効果が強くなるので、円盤の振動も相対論を使って解析しな

ければならないが、降着円盤の相対論的な振動についても、基本的な性質はおおよそわかっている [4][5]。とくに、もっとも低周波で g モードと呼ばれるタイプの振動の振動数は、相対論的なエピサイクリック振動と呼ばれる振動の振動数の極大値に近いことがわかっている [1]。

一方、観測的には、X線の詳しい観測から、ブラックホール天体では、0.01秒とか0.001秒程度の非常に短い周期での振動が見つかっている。ただし、完全な周期性はないので、「準周期的振動現象 QPO (quasi-periodic oscillation)」と呼ばれている。このような準周期的な振動の原因はいくつかあるのだが、その一つが、降着円盤の振動だと考えられているのだ。

たとえば、一例として、マイクロクェーサー GR 1915+105 では、67Hz (0.015秒) の QPO が観測されているが、もしこれが相対論的降着円盤の基本 g モード振動ならば、円盤中心のブラックホールの質量は、10.2太陽質量 (ブラックホールがシュバルツシルト・ブラックホールの場合) から 35太陽質量 (極限カー・ブラックホールの場合) ぐらいになると計算されている [5]。

地球の地震や太陽・星などの振動によって、地球の内部構造や太陽・星の内部構造がわかるように、円盤振動学を用いれば、降着円盤の内部構造や、中心のブラックホールの質量さらにはブラックホールが自転しているかどうかさえ、原理的には解析できる。観測が詳細になるにしたがい、重要な方法になるだろう。

最後に、手前味噌ではあるが、現代天文学史的な資料も兼ねて、一言附記しておこう。この〈円盤振動学〉という分野を切り開いたのは、ぼくの師匠である加藤正二先生である。1980年頃の話だ。

当時の日本の理論天文学には、星の進化と

原始太陽系星雲の研究で名を馳せた林忠四郎率いる林スクールと、星の脈動現象すなわち日震学・星震学に大きな貢献をした海野和三郎率いる海野スクールという大きな流れがあった。加藤先生は海野スクールの出身で、天体の振動現象や不安定性を研究する手法に長けていたわけである。

加藤先生は東大の助手を経た後に、京都大学宇宙物理学教室に赴任されてからは、理論研究グループを作って、渦状銀河の渦状腕や恒星系力学の研究をされていた。さらに、1970年代後半から、当時は概念がまだ出来上がったばかりで、さまざまな性質はほとんどわかっていなかった降着円盤に取り組み、降着円盤の不安定性などを調べ始められていた。ぼくが大学院に入った頃は、理論グループの話の内容にまったくついていけず、ゼミの後にはいつも落ち込んでいたことを覚えている。

加藤先生は降着円盤について研究を発展させるために、1978年、イギリスのケンブリッジ大学のドナルド・リンデン＝ベルのもとで研鑽を積み、ぼくが大学院1年の秋に帰国された。帰国後に取り組みされたのが、相対論的降着円盤の振動問題である。当時は、降着円盤自体の観測がまだまだ不十分で、現在のX線で観測されているQPO現象など影も形もなかった。そのような時期に、ブラックホールのまわりの相対論的降着円盤の振動について調べ、基本的な性質を解明した論文が、Kato and Fukue (1980)である[4]。

このエポックメイキングな論文でぼくが共著なのは、ぼくにとっては非常な幸運だったのだが、タイミングの問題である。加藤先生が帰国され、降着円盤の振動の研究をはじめるとき、この問題を院生の修士論文のテーマにもしようと考えられた。そのときに理論をやっていた修士の院生は、修士2年に柴田一成さんがいて、1年にぼくがいたのだが、当

時既に力の付きつつあった柴田さんは別のテーマになったために、まだ研究能力のないぼくにお鉢が回ってきて、運良くぼく自身の修士論文にもなったものなのだ。実際のところ、修士論文を書いた当人は、当時は物理的な描像は端からわからないし、定式化もいくら頑張っても加藤先生には追いつけずに検算に終わっていた。まあ、何となく物理的なイメージができてきたのは10年ぐらい経ってからのことである。

降着円盤の振動問題は、観測的な証拠がないために、しばらくはあまり研究が進まなかったが、ここ10年ぐらい、X線で発見されたQPO現象が詳しく解析されるようになって、ふたたび脚光を浴びるようになってきた。そして不肖の弟子は修士論文を発展させることはできなかったのだが、加藤先生ご自身が、まだまだ詳しい理論解析を続けておられる。最近の研究によると、QPO現象で見つかった複数の振動モード（振動数に3:2の関係がある）も降着円盤の振動で説明できるそうだ。それが確実になれば、QPO現象の観測から、ブラックホールの重さや自転に関する情報も得られるのである。

#### 参考文献

- [1] Kato, S., Fukue, J., Mineshige, S. 1998, *Black-Hole Accretion Disks*, Kyoto University Press, Kyoto
- [2] McClintock, J.E., Remillard, R.A. 2003, *astro-ph/0306213*
- [3] 栗野論美他 1999, 『宇宙スペクトル博物館<X線編>, 裳華房
- [4] Kato, S., Fukue, J. 1980, PASJ 32, 377
- [5] Novak, M.A., Wagoner, R.V. 1993, ApJ 418, 187

福江 純