

降着円盤—熱的・有限循環・不安定性 II

嶺 重 慎*

4. X線連星 A0620-00

— X線連星における円盤不安定性 —

4.1 X線連星系の降着円盤

アメリカでは教授と学生との間でも互いにファーストネーム(名)で呼びあうのが普通である。ところがテキサスで筆者のボスであったフィーラー(J. C. Wheeler)は皆に自分のことをファーストネームではなく、ミドルネームのクレイグと呼びせていた。理由は簡単、テキサス大学には彼とファーストネームも姓も同じ、相対論の分厚い本を著した人物がいたからである(実際よく間違い電話がかかってくるのを筆者は知っている)。

さてX線連星の中にX線新星とよばれる一群の変光星がある(図12参照)。これは数年から数十年ごとに最大6~7等も明るくなる星で、変光のようすは矮新星のアウトバーストによく似ている。そこでクレイグは前々から、これも円盤の熱的不安定性が原因ではないか、と考えていた。しかしこのアイデアには少なくとも二つの難点があると思われた。

- (1) 円盤の熱的不安定性はもともと局所的なもので、矮新星のような比較的円盤の内縁の温度が低い(せいぜい数万度)円盤はともかく、温度が数百万度から一千万度にもなるX線連星の円盤で、果たして熱的不安定が中まで伝わるのだろうか。
- (2) X線連星内の円盤の外側の部分は、高温の円盤中心部からの輻射を受けて暖められ常に水素が電離されている

ると予想される。円盤不安定性モデルは水素が中性になったり電離したりするところがみそなので、常に電離している円盤では起こり得ない。

ところがこれら二つの問題点は、以下に述べるようにみごとに解決されることになる。

4.2 熱的不安定性の空間伝播

手始めにまず各半径における熱平衡曲線を計算してみた。結果は矮新星の場合とほぼ同じ、S字型の曲線が得られた(図13)。但し円盤の内側では、円盤が光学的に薄くなるため不安定性が抑えられる傾向があるのだが、大勢には影響しない。

次に、矮新星でしたように熱的不安定性の空間伝播を計算した。粘性の大きさはよくわからないので、矮新星の計算で使った値を用いた。すると、熱的不安定性はどこかで反射されて円盤内部まで伝わらないとの当初の予想を裏切って、円盤全体が低温状態(水素が中性化した状態)に達することがわかった。X線連星の場合にも円盤は大局的に熱的不安定なのである。

これは、実に驚くべきことだ。爆発時に一千万度もあった円盤が、数十日から数百日かけて数千度まで冷えるのである。では、本来局所的な熱的不安定性が大局的に伝わっていく条件は何だろうか。その解答は後ほど銀河核の研究で得られることになる(5.2節参照)。こうして4.1節で提起した第一の疑問は解決された。

4.3 ブラック・ホール連星 A0620-00

A0620-00 という変な名前のついたX線連星がここ数

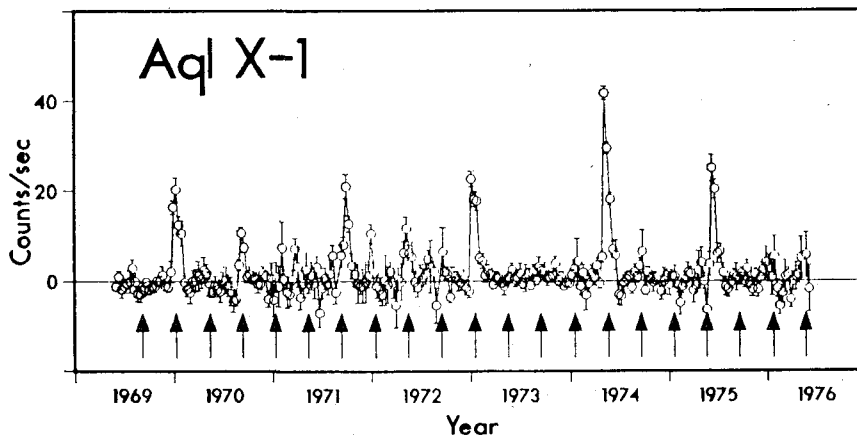


図12 代表的なX線新星、わし座X-1からのX線の時間変動(Priehorsky & Holt, 1987).

* 茨城大理 Shin Mineshige: Accretion-Disk Thermal Limit-Cycle Instability

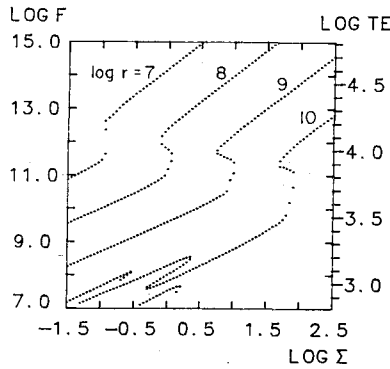


図 13 X線連星の円盤の熱平衡曲線

年研究者を騒がせている。これは最近の観測により、この星の主星の質量が中性子星の最大質量を上回る、つまりどうも主星はブラックホールらしいと判明したからである (McClintock & Remillard 1986)。この星はまた 1977 年にはほぼ 60 年ぶりに爆発をした X 線新星ということにわれわれは注目した。そして、この爆発こそは円盤の熱的不安定性によるという仮説をたて、計算にのりだした。図 14 に示したように周期十数年、10 等以上の振幅をもつ光度曲線が得られた。特にアウトバースト時の可視光放射のようすは観測とよく一致している。

A0620-00 は静穏時において強い輝線を出しているという観測事実 (Johnston *et al.* 1989) も円盤不安定性モデルに有利な点である。なぜなら 2.4 節 (前号) で述べたように、円盤は水素が中性となる低温状態まで落ちてはじめてその大気から輝線を発するからである。

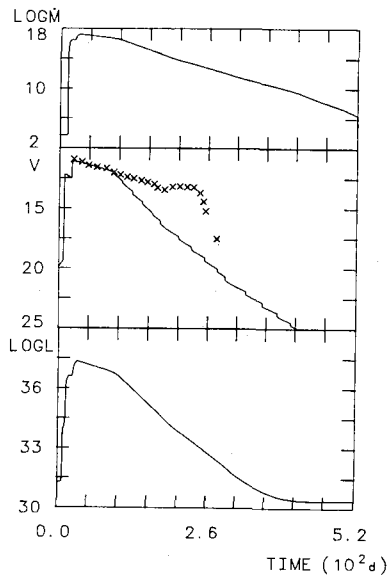


図 14 A0620-00 の光度曲線 (実線)。上から順に、内縁でのガス降着率、実視等級、絶対光度。×印は観測 (Whelan *et al.* 1977)。

しかしまだ決定的な違いも見られる。減光時の観測にみられるプラトー (平らな部分) が計算には出ていないことと、まだ周期が観測の 60 年に対し 10 数年にしかならないことである。以上二つの難点は、X 線照射の効果を考慮することにより基本的には解決されることになる。

4.4 X線照射の効果

円盤における X 線照射の研究は古くから数々の研究がなされているが、今ここでは特に熱的不安定性における X 線照射の影響という点に議論をしばりたい。Meyer & Meyer-Hofmeister (1984) は X 線照射のため X 線連星において熱的不安定性は完全に抑えられるという結論を出している。しかし我々が A0620-00 の静穏時における X 線の放射量は観測にかからないほど弱いことがわかって (10³² エルグ以下)。こんな弱い照射でどうして円盤の熱的不安定性が抑えられるのだ! 大学近くの純アメリカ風レストランの屋外テラスで、クレイグは机をたたいて吠えた。

声の大きい者が勝つといわれるアメリカでも単に吠えるだけではだめである。きちんと論理で証明しなければいけない。

そこで我々は、ちょうどサバティカルで超新星のプロジェニターの研究のためはるばるイスラエルから来ていたトーフマン (Y. Tuchman) をうまくまるめこみ、外部からの X 線照射も考慮した円盤の垂直方向の構造を計算させることに成功した (実際、星の内部構造のプログラムを持っている者にとって円盤の内部構造の計算をすることはたやすい)。

結果を図 15 に示す。ここで照射温度とは円盤に加える熱量を黒体輻射温度にやきなおした値である。S 字型

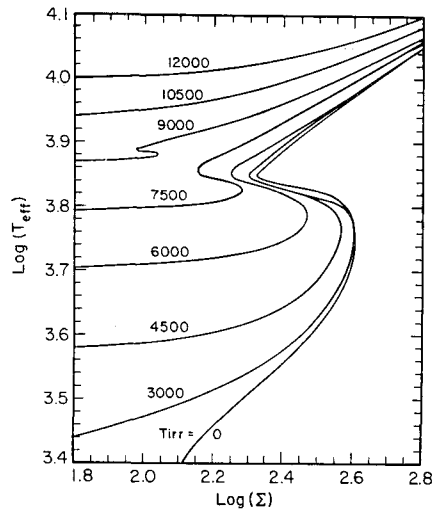


図 15 X線照射を考慮した円盤の熱平衡曲線。照射温度 (T_{irr}) の値によって大きく変化する。

の熱平衡曲線は照射温度が増加するとともに変形していく。そして照射温度が一万度以上になると完全にS字が消滅する (Tuchman, Mineshige & Wheeler 1990)。一方、静穏時における A0620-00 の照射温度はどう高く見積っても一千度である。こうして A0620-00 の円盤は静穏時において熱的不安定であることが確かめられた。

さらに次の二つの重要な効果もわかった。X線照射による円盤の加熱は減光時に最も顕著に現れ、光度曲線のプラトーを作りだすこと、そしてその結果、X線照射が無い場合よりもたくさんのガスが中心星に降着するので、再び不安定性を起すまでガスをためるのに時間がかかり、アウトバーストをおこす時間間隔が数倍長くなることである (Mineshige, Tuchman & Wheeler 1990)。

なお最後に注意しておきたいことは、以上の結果は比較的質量輸送率の小さな系にのみなりたつことがらであり、はくちょう座 X-1 など更に明るい星には必ずしもあてはまらない。このような系ではまた、ガス圧よりも輻射圧が効いて別種の不安定性が発生することが予想される (6.3 節参照)。

4.5 スペクトル変化

円盤不安定性伝播中の円盤は、自己相似的に減光している内側の熱い部分と、ほぼ等温の外側の冷たい部分とに分けられる (図 16)。内側の部分の温度分布は定常モデルの温度分布 (半径の $-3/4$ 乗に比例) でよく近似されるが、各半径における温度は時間と共に単調に減少していく (前号 3.2 節参照)。円盤内縁の半径は変わらない。

ところで軟X線は内側の高温円盤から出ていると思われる。こうして軟X線を放射している領域は、半径を変えずに温度だけが一方的に下がっていくことが予想される。これはまさにX線衛星ぎんがによって発見されたX線新星、GS 2000+25 の観測 (Tanaka 1989) と一致する (Mineshige, Kim & Wheeler 1990)。

またこの結果は硬X線の生成領域に大きな制限を与える。今までよくいわれていたように、もし硬X線が円盤内縁近くにつくられた二温度プラズマから放射されているのであれば、質量降着率が最大 (出力されるエネルギーも最大) のとき硬X線強度も最大となるはずなのに、硬X線極大はそれから約1カ月ほど遅れている。また、硬X線が強くなった時点で、(円盤の内縁近くは硬X線を主として放射するため) 軟X線を放射する円盤の半径が広がるはずなのに、観測はこの半径がほぼ一定であることを示している。どうも従来の二温度円盤モデルはそのままでは都合が悪い。

しかし二温度円盤コロナということではできる。軟X線を放射する円盤本体が、コンプトン散乱により軟X線か

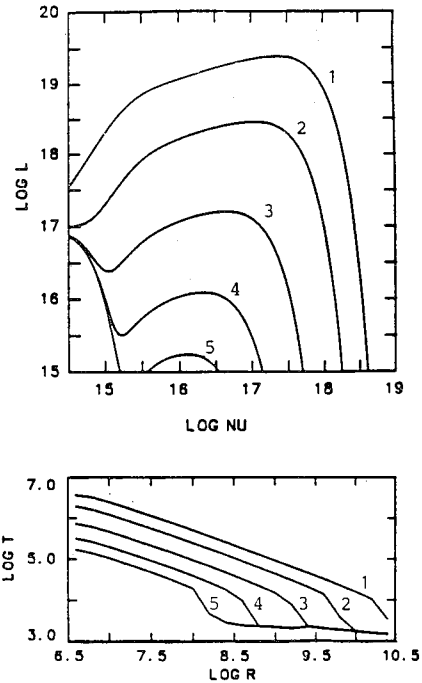


図 16 減光時における円盤の温度分布 (下) と X 線スペクトル (上) の時間変化。黒体放射を仮定。

ら硬X線を生み出すコロナにおおわれており、コロナの発達状況に応じて硬X線量が変化するという考え方である。電子・陽電子対の生成も重要な役割を担っているのだろう。今円盤コロナの構造を求めることは世界的流行になりつつあり、今後の研究の進展が望まれる課題である。

5. 通常銀河核 vs. 活動銀河核

— 銀河中心核における円盤不安定性 —

5.1 銀河核中に存在すると思われる降着円盤

X線連星における熱的不安定性についてテキサス大学のセミナーで話したとき、結果に異常なまでの興味を示して大きさに驚かせてくれたのがシールドズ (G. A. Shields) である。彼は前々から銀河核の円盤における熱的不安定性に興味がありそれまでも既に何編かの論文を書いていたのだが、熱的不安定性はあくまでも局所的なもので大局的な構造変化を引起すことは無いと信じていた。数十万度の円盤が数千度にまで温度が下がるとしたら大変なことである。彼の驚きはもっともである。

銀河核における円盤がやはり熱的に不安定であることはもう既に知られていた (例えば, Lin & Shields 1986)。熱平衡曲線を図 17 に示す。確かにS字型をしている。しかし問題はその大局的時間進化である。それには、数値計算が不可欠になる。その役を筆者が引き受け共同研究が始まった (Mineshige & Shields 1990)。果たして本

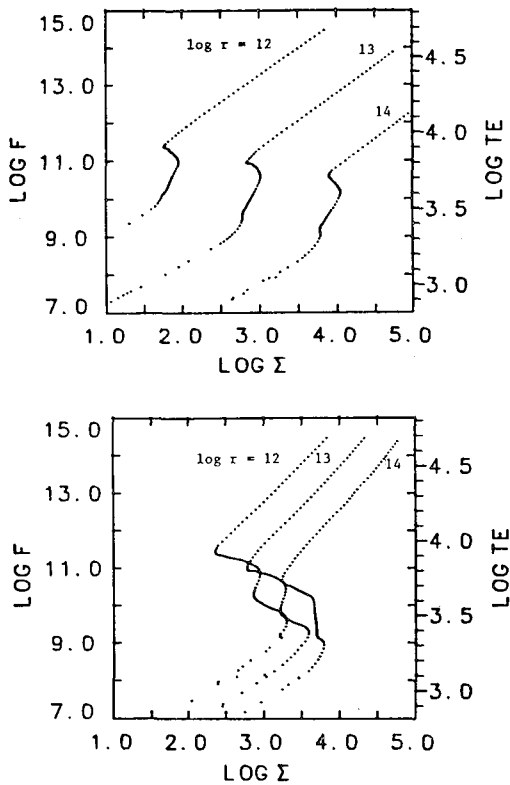


図 17 銀河核における降着円盤の熱平衡曲線。上図は粘性係数一定の場合、下図は粘性係数が温度と半径の積に比例する場合。

当に熱的不安定性が円盤の内部まで浸透するのだろうか。またその条件は何だろうか。

5.2 熱的不安定性伝播の二つの型

熱的不安定性が円盤全面に広がるのか、それとも狭い領域に閉じこめられたままなのか、それを決める大きな要因は粘性係数の値であることは知られていた。まず温度に関わらず一定の値を仮定して計算した。円盤はわずかな領域のみ熱的不安定となり、計算された光度変化も小さく振幅は一等以下である(図 18)。この程度では観測的にもあまり大きな意味をもたない。我々はこの型の変化を purr type (猫のノドゴロゴロ型) と名付けた。

次に矮新星の研究から知られているように、粘性係数の値を高温状態で大きく、低温状態で小さくしてみた。するとこの比がある値(〜3)より大きくなったとたん熱的不安定が円盤全面を網羅するようになった。矮新星の計算で得られた通りである。このタイプは roar type (ライオンの大吠え型) と名付けられた。円盤はまさにダイナミックな構造変化を示す(図 19 に示す)。

(余談だがやはりアメリカ人はネーミングがうまい。もっともシールズは自分で名付けたことをすっかり忘れ、この名称はおもしろい、気に入った、とほめてくれた。)

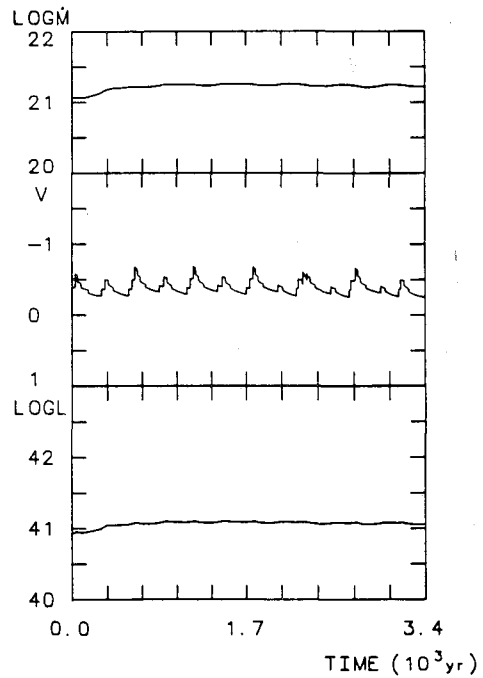


図 18 銀河核爆発の光度曲線 (purr type)。

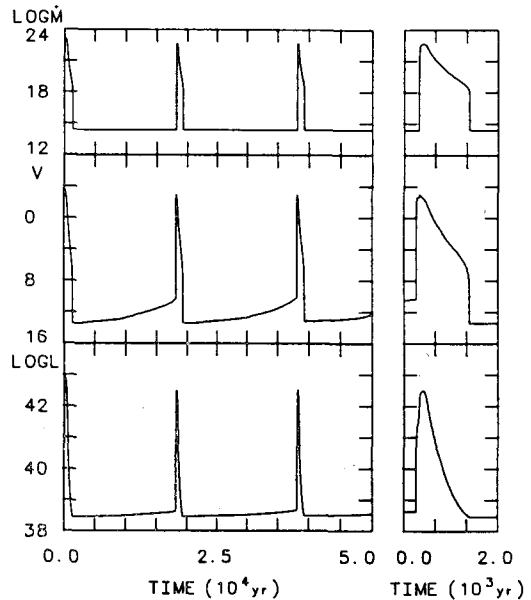


図 19 銀河核爆発の光度曲線 (roar type)。

何がこの二つの型を区別しているのだろうか。

熱的不安定性が順に内へと伝わり円盤内のガスを次々に降着させていくには、熱い内側の領域から冷たい外側の領域へ角運動量を輸送しないと行けない。そして、そのためには熱平衡曲線における二つの臨界表面密度の値(前号 図 3 の B と C における表面密度)の比が 2 より

大きくないといけないことが、自己相似解を使って示すことができた。この比は粘性係数を高温で大きく、低温で小さくすることにより広げることができる。これで先にのべたこととの対応がいった。

以上まとめると、もし銀河核円盤の粘性が矮新星の円盤の粘性と同じような物理状況(磁場, 乱流)でつくられているのなら、銀河核においてもやはり大規模な構造変化が期待できる。

5.3 AGN=通常銀河核のアウトバースト?

さて熱的不安定性が大局的伝播したとしたら、どんな観測的事実が予想されるか。

ひとつの結論は、いわゆる活動銀河核 (AGN) はある特殊な銀河核のグループではなく、殆どすべて (?) の銀河核が何百万年か何千万年ごとに示す現象であるということである。我々の計算によると、銀河核はその生涯の数パーセントの時間アウトバーストの状態にある。この爆発の持続時間と暗い状態にある時間との比は、実際セイファート I 型銀河核と通常銀河核との数の比に大まかに一致している。またわれわれの銀河系を含めいくつかの銀河核では、過去に何らかの形の爆発がおきたことを思わせる証拠も見つかっている。アウトバーストがジェットを励起する可能性があることも指摘しておきたい (6.4 節参照)。

5.4 AGN の統一モデルの可能性

別の重要な結論は、外側の低温円盤から放射される輝線と赤外を中心とする連続光である。

およそ半分の活動銀河核はいわゆる紫外バンプ (UV バンプ) のほかに赤外バンプ (IR バンプ) とよばれる放射を示す (例えば Edelson & Malkan 1986)。また幅広い輝線の放射は活動銀河核の大きな特徴でもある。一般には、輝線は円盤をとりまいて球状に存在するガス雲で生成されたといわれているが (図 20 上=表紙)、エネルギー収支や輝線の強度比に問題がある。赤外バンプの方は輝線領域をさらにとりかこむダスト領域から出ているといわれているのだが、どうしてこのバンプが等温プラズマからの放射でよく表されるのかわかっていない。

活動銀河核の円盤不安定性モデルの立場から考えてみよう。減光時の円盤のスペクトル変化を図 21 に示す。もし銀河核の円盤が矮新星型の緩和振動を示すとしたら、外側の低温円盤からの連続光放射は円盤全体がある程度暗くなったところで赤外バンプを生み出すであろう。また低温状態にある円盤は、大気中での温度逆転により輝線を放射することは既に 2.4 節 (前号) で述べた。さらに細かな計算結果がでなければ断定はできないが、今まで個別に議論されてきた広い輝線領域 (BLR) や赤外バンプ、軟 X 線、硬 X 線放射の場所と機構が、円盤本体+コロナという二重構造で統一的に理解されうるかも

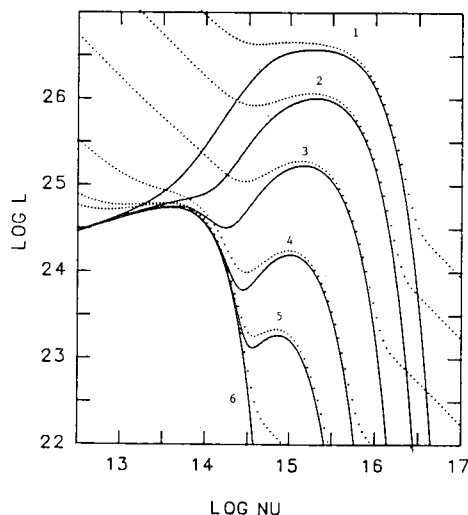


図 21 Roar type 爆発のスペクトル変化。暗くなるにしたがって赤外領域のバンプがめだたってくる。

しれない (図 20 下=表紙)。

6. 関連する諸問題

最後に矮新星型の円盤不安定性に関連して、今までふれなかった現象について簡単に紹介しておく。

6.1 オリオン座 FU 星現象

原始星のまわりの円盤 (原始惑星雲) についての研究も近年進んできている (レビューは Bertout 1989)。原始星のまわりに、もやとしたガス雲が存在することはほぼ確かだとしても、それがいわゆる降着円盤モデルで記述される構造をしているのかどうかは議論がわかれている。また円盤があるととしてもその円盤の内縁の温度があまり正確に求まらないので、実際円盤が熱的に不安定なのか安定なのかもわからない。もっとも最近の観測から見積もられた質量降着率によると円盤は内縁近傍でぎりぎり熱的不安定らしいので、こみいった議論は避けて、円盤は熱的に不安定であるとしよう。

するとこれらの円盤も、数倍から数十倍以上の増光を伴った矮新星型爆発を示すことが期待できる。これがオリオン座 FU 型爆発と呼ばれる現象を説明するのではないかとされている (Lin & Papaloizou 1985)。

観測の光度曲線 (Herbig 1977) に特徴的なことは、一か月にも及ぶ爆発前の光度のふらつきである (これは 2.3 節 (前号) で説明した現象で基本的には説明される可能性がある)。しかし本爆発への増光は数日で完了する。そして数十年かけてゆっくりと減光していくのである。爆発と爆発との期間ははっきりしないが、数千年以上と予想されている。円盤の半径が矮新星 (10^{10} cm 前後) にくらべてずっと大きいので、時間尺度が長くなる

のである。

重要なことは、オリオン座 FU 型爆発は惑星形成と何らかの関わりがあるように思われることである。熱的不安定性による急激なガスの冷却及び降着が、重力不安定性と結合して何かおもしろい現象を引き起こしたりしないかと期待している。

6.2 超新星残骸における円盤不安定性

1990 年夏、欧州南天天文台 (ESO) は超新星 1987A からのエネルギー放出率の減少が 10^{38} erg/s でとまったと発表した。一体原因は何だろうか。ミュンヘンのマックスプランクのグループはまさきに、これは円盤不安定性によるものかもしれないとの説を出した。そこでこれを聞きつけた東大の野本氏たちと、超新星残骸に形成された円盤の熱的不安定性も含めた進化について調べることにした。

超新星爆発の後吹き飛ばされたガスの一部がリバースショックによって中性子星へとひきもどされ円盤をつくる可能性は、既に指摘されている (Chevalier 1988)。円盤は形成された後どのように進化するのだろうか。

ここで近接連星系の円盤の場合との違いに注意しておきたい。近接連星中の円盤の外縁の半径は伴星の潮汐力によってどれだけ角運動量を奪われるかで決められる。つまり円盤はどこまでも広がることはない。ところが超新星残骸において形成された円盤の場合、円盤から角運動量を引き抜く有効な機構が無い。また連星系のように円盤に定常的なガスの供給があるわけでもない。したがって円盤は全角運動量保存の自己相似解に従ってどんどん広がっていく (前号 3.2 節参照)。

一般に円盤からのエネルギー放出率はエディントン限界 (1 太陽質量の中性子星に対しおよそ 10^{38} erg/s) を超えることはできない。この臨界量を超えてガスを降らせようとしても強い輻射圧のため降らせることができないのである。こうして円盤光度の上限が決まるが、定常的にガスが降着してくるのでない限り、このような高い光度を長く維持する事はできない。円盤内のガスの大部分が中心星へ降着して温度が数万度まで冷えるのに、(ふりつもるガスの量や角運動量にもよるが) 一年とかからないだろう。

円盤が一万度以下まで冷えた時点で熱的不安定性が発生する。熱的不安定性に火がついた後の進化は今後の数値計算を待つしかないが、おおまかに予言することはできる。外部からのガスの供給が無くても、ガスの拡散により常にガスが内側へと流れていくため爆発は数年から数十年周期で数回起こるだろう。もちろん、円盤内のガスが中性子星に降着するにしたがって平均のエネルギー放出率は減少するが、爆発時において円盤は最大、エディントン限界まで明るくなるのである。

本当に超新星 1987A において円盤不安定性が現れるのか、今後の観測に期待したい。

6.3 輻射圧優勢円盤

今までの議論では、常にガス圧が輻射圧より大きくするような比較的小さなガス流入率をもつ場合について紹介してきた。しかしガス降着率がエディントン限界に近いような明るい円盤の場合、爆発時において輻射圧が優勢となる部分が現れる。輻射圧優勢円盤は永年摂動に対しても (Lightman & Eardley 1974)、熱的摂動に対しても (Shibazaki & Hoshi 1975, Shakura & Sunyaev 1976) 不安定になることが知られている。この結果何が起こるのだろうか。

まず、本稿で述べてきた水素の電離による熱的不安定性は温度の低い外側の円盤で発生するため、円盤内側の物理状態とは無関係に進行することに注意したい。依然爆発はおこる。その結果、円盤内側に別の種 (輻射圧) による熱的不安定性が発生するのである。ガス降着率が充分大きいと、円盤が垂直方向にふくらんで幾何学的に厚い円盤 (または中心星をとりまく大気) が形成されることも考えられる (6.4 節参照)。しかし降着率がそこまで大きくない場合には、ガス降着による冷却が適度に効いて、水素電離型の熱的不安定性と同じく緩和振動する光度曲線が得られる可能性がある (図 22 参照)。もっとも時間尺度は大きく異なる。前者 (水素電離型) は先に述べたように年のスケール、後者 (輻射圧型) は秒の単位で光度変化する。

しかしこれで問題は終わったわけではない。円盤コロナの存在が輻射圧優勢な円盤本体の構造およびスペクトル放射にどう影響するか、これをはっきりさせない限り観測を十分に説明できたとは言えない。

6.4 超臨界降着

円盤不安定性は円盤内部への降着率を大きくコントロールする。またガスの平均の降着率は本質的には伴星からの質量輸送率によってきまるため (伴星はもちろん主

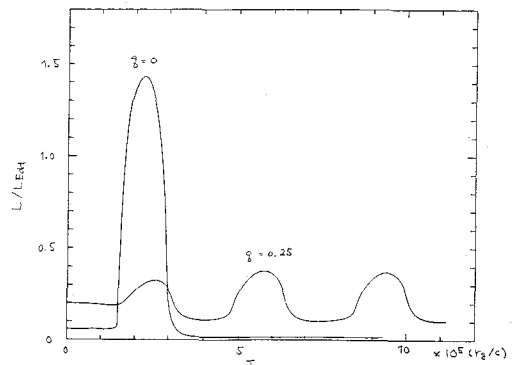


図 22 輻射圧優勢円盤における緩和振動 (Honma et al. 1991).

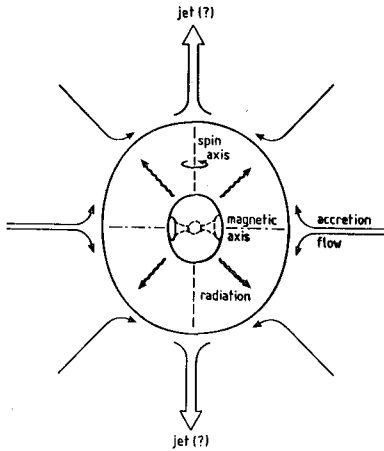


図 23 強い磁場を持った中性子星への球対称降着. 中性子星が降着ガスの外層におおわれ、一見赤色巨星のような天体ができあがる。エネルギー源は中性子星の回転。

星のエディントン限界量はいづらか知らない) 伴星からの質量放出率が主星の臨界量に近いと、円盤不安定の結果として主星への降着率が臨界量を超えたり、下回ったりと振動することも有り得る。

さて円盤不安定性によりガス降着率が大幅に限界量を超えたとしよう。一体どんなことが期待できるだろうか。

ケンプリッジのリース (M. J. Rees) は前々から、高速回転する中性子星の回転エネルギーを磁気圏と球対称降着するガスとの相互作用により引き出すというアイデアをあたためていた。このアイデアに基づき中性子星をとりまく外層の構造を調べてみた (Mineshige, Rees & Fabian 1991)。臨界量に近いエネルギーが発生するため、中性子星の核は輻射圧で支えられた外層でとりかまされて、ちょうど赤色巨星の白色矮星の核を中性子星でおきかえたような天体ができあがる (図 23 参照)。いわゆるソーン・ツツコフ天体である (Thorne & Zytkov 1977)。われわれは外層に、光学的に厚くて軟 X 線を主として放射する状態と、光学的に薄くて硬 X 線を放射する状態と二つの状態があることを見いだした。この二状態間の遷移はガス降着率の変化によって引き起こされる。そして円盤不安定性はその役割をはたしうるのである。

さて問題はここから果たしてジェットが飛び出していくかどうかである。まだ最終的な答は出ていない。

参 考 文 献

- Bertout, C., 1989. *Ann. Rev. Astr. Astrophys.*, **27**, 351.
 Chevalier, R., 1989. *Astrophys. J.*, **346**, 847.
 Edelson, R. A. & Malkan, M. A., 1986. *Astrophys. J.*, **308**, 59.
 Horne, K., 1985. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **213**, 129.
 Horne, K. & Cook, 1985. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **214**, 307.
 Horne, K., la Dous, C. A. & Shafter, A. W., 1989. In: *Accretion-Powered Compact Binaries*, p. 109, ed Mauche, C. W., Cambridge University Press.
 Hoshi, R., 1979. *Prog. Theor. Phys.*, **61**, 1307.
 Honma, F., Matsumoto, R. & Kato, S., 1991. *Publs astr. Soc. Japan*, **43**, in press.
 Johnston, H. M., Kulkarni, S. R. & Oke, J. B., 1989. *Astrophys. J.*, **345**, 492.
 Lightman, A. P. & Eardley, D. M., 1974. *Astrophys. J. (Letters)*, **187**, L1.
 Lin, D. N. C. & Papaioizou, J., 1985. In: *Protostars and Planets II*, p. 981, ed Black, D. C. & Matthews, M. S., University of Arizona Press, Tucson.
 Lin, D. N. C. & Shields, G. A., 1986. *Astrophys. J.*, **305**, 28.
 McClintock, J. E. & Remillard, R. A., 1986. *Astrophys. J.*, **308**, 110.
 Meyer, F. & Meyer-Hofmeister, E., 1984. *Astron. Astrophys.*, **104**, L10.
 Mineshige, S., 1986. *Publs astr. Soc. Japan*, **38**, 831.
 Mineshige, S., 1987. *Astrophys. Space Sci.*, **130**, 331.
 Mineshige, S., 1988. *Astron. Astrophys.*, **190**, 72.
 Mineshige, S., 1991. *Mon. Not. astr. Soc.*, in press.
 Mineshige, S., Kim, S.-W. & Wheeler, J. C., 1990. *Astrophys. J. (Letters)*, **358**, L5.
 Mineshige, S. & Osaki, Y., 1983. *Publs astr. Soc. Japan*, **35**, 377.
 Mineshige, S., Rees, M. J. & Fabian, A. C., 1991. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, submitted.
 Mineshige, S. & Shields, G. A., 1990. *Astrophys. J.*, **351**, 47.
 Mineshige, S., Tuchman, Y. & Wheeler, J. C., 1990. *Astrophys. J.*, **359**, 176.
 Mineshige, S. & Wheeler, J. C., 1989. *Astrophys. J.*, **343**, 241.
 Mineshige, S. & Wood, J. H., 1989. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **241**, 259.
 Mineshige, S. & Wood, J. H., 1990. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **247**, 43.
 Pringle, J. E., Verbunt, F. & Wade, R. A., 1986. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **221**, 169.
 Osaki, Y., 1974. *Publs astr. Soc. Japan*, **26**, 429.
 Priedhorsky, W. C. & Holt, S. S., 1987. *Space Sci. Rev.*, **45**, 291.
 Shakura, N. I. & Sunyaev, R. A., 1973. *Astron. Astrophys.*, **24**, 337.
 Shakura, N. I. & Sunyaev, R. A., 1976. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **175**, 613.
 Shibazaki, N. & Hoshi, R., 1975. *Prog. Theor. Phys.*, **54**, 706.
 Tanaka, Y., 1989. In: *Proc. 23rd ESLAB Symposium on Two Topics in X-ray Astronomy*, ESA-SP296, p. 2.
 Thorne, K. & Zytkov, A., 1977. *Astrophys. J.*, **212**, 832.
 Tuchman, Y., Mineshige, S. & Wheeler, J. C., 1990. *Astrophys. J.*, **359**, 164.
 Whelan, J. A. J. *et al.*, 1977. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **180**, 657.
 Wood, J. H., Horne, K., Wade, R. A. & Berriman, G., 1989. *Astrophys. J.*, **341**, 974.
 Wood, J. H. *et al.*, 1986. *Mon. Not. R. astr. Soc.*, **219**, 629.