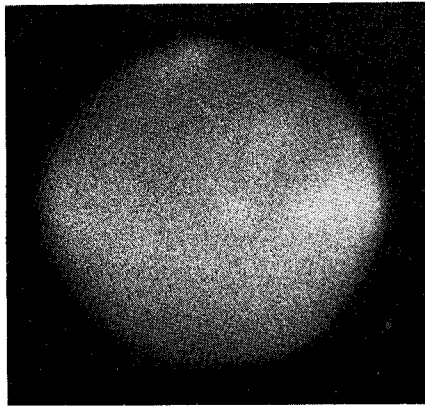
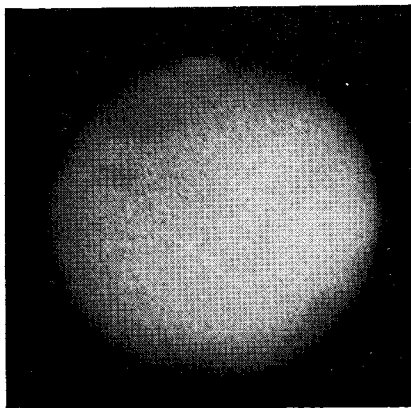


火星オリンパス地方の雲

オリンパス地方には、夏になると大きな雲塊がいくつも発生する。それらは赤色光ではわかりにくい、青色光では明るく見える。それらは火星の正午頃から観測にかかるようになり、夕方になるにつれてますます輝きを増してくるように見える。オリンパス山付近に発生する雲は特に明るく、1ヶ月以上も規則的な日変化をくりかえす。オリンパス地方の雲が夕方になるにつれて発達するように見えるのは、それを斜めから見るためにおこる見かけ上の変化であろう。雲の発達の様子はそれを真上から見た光学的厚さから推定できる。私たちの計算によ

ると、オリンパス地方の雲は火星地方時の正午頃から急に発達し、14時～15時頃にピークに達し、その後は衰退していく。ピーク時の光学的厚さは0.4ほどで意外と薄い。夏のオリンパス地方に発生する雲の成分は水蒸気とみなせる。オリンパス地方は水蒸気の多い場所で、大気中の水蒸気を全部水にすると、その量は10 μm ほどの厚さになる。オリンパス地方の雲はその水蒸気量の7%ほどが凝結してできたものと推定される。(Akabane et al., PASJ., 39, 343 (1987))

赤羽徳英 (飛騨天文台)

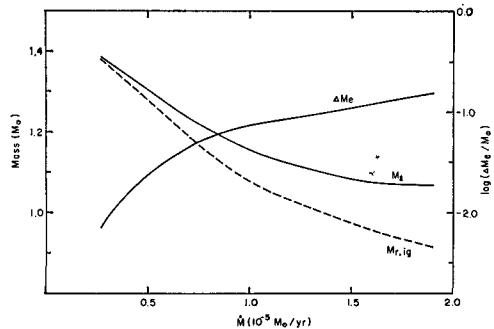


オリンパス地方の雲
(1982年4月11日).
左: 12^h43^m UT (赤)
右: 12^h45^m UT (青)

二重白色矮星系の運命

—超新星? それとも……—

8 M_{\odot} 以下の主系列星2つの近接連星は多くの場合に種々の組成の白色矮星2つの近接連星に進化する。その距離が太陽半径程度以下なら重力波放射による角運動量損失でハッブル時間内に2つの星は合体してしまう。これがI型超新星の起源の一つという提案がなされていた。そこで合体過程を重い星への急激な質量降着と解釈し系の進化を近似モデルを使い多くの場合について調べた。(Kawai et al., Ap. J 315, 229 (1987)) 一例としてC+O白色矮星にC+Oが降着する場合を述べる。降着率 \dot{M} が $2.7 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ より大なら白色矮星表面は急激に加熱されて表面近くで炭素燃焼が始まる。この燃焼は弱い。燃焼面は中心へと伝わりC+OはO+Ne+Mgにかわる。降着が続けば星は弱い燃焼を繰り返しながら太り最終的には中心での ^{24}Mg と ^{20}Ne の電子捕獲のため重力崩壊し中性子星になる。一方、もし \dot{M} が上述の値より小ならば白色矮星の中心で炭素が爆発的に燃えだしてI型超新星になる。 川合 靖 (東大理)



C+O白色矮星にC+Oが降着する場合の降着率 \dot{M} (横軸)と炭素燃焼着火時の総質量 M_* 、着火の位置(星の中心からの質量) $M_{r,ig}$ 、外層質量 $\Delta M_e = M_* - M_{r,ig}$ (以上は縦軸)との関係。左端は $\dot{M}_{cr} = 2.7 \times 10^{-6} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ (本文参照)、右端は $\dot{M}_{Edd} = 1.9 \times 10^{-5} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$ で区切られている。

—天文学最前線—

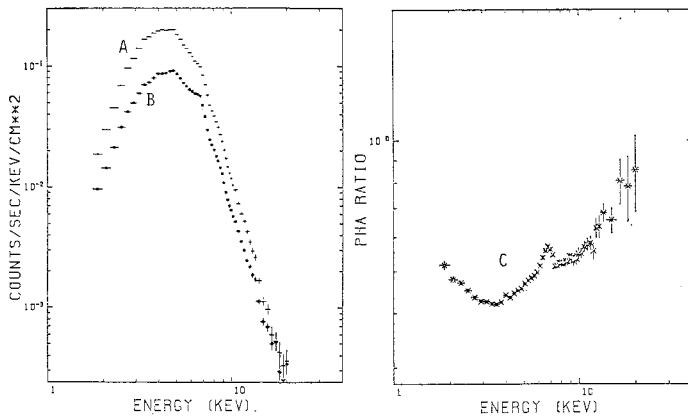
Cygnus X-3 の 4.8 時間周期変動と鉄輝線強度

Cygnus X-3 は、大電波バーストを起す事、約 10^{15} eV の γ 線の検出の報告等で特異な天体として知られている。X線でも、4.8 時間周期のほぼ正弦的な強度変化をする事、非常に強い鉄輝線を放射している事で特異である。我々は、X線天文衛星“てんま”を使い Cygnus X-3 を観測した (Kitamoto et al., Publ. Astron. Soc. Japan, **39**, 259 (1987))。

図に、4.8 時間周期の強度の強い位相と弱い位相での X線のスペクトルとその比を示す。比には、6.7 keV あたりに鉄輝線によるピークが見られ、これは等価幅が一定でない事を示す。詳しく調べると鉄輝線強度は一定

で、連続成分だけが変化している事が解った。また、比は高エネルギー側の強度の変化が小さい事を示している。これらより、Cygnus X-3 の X線星は、中心が伴星側にずれた高温 (約 10^6 K) ガスで包まれていると考えうまく説明できる。即ち、外合近くでは、高温ガスをより多く通して X線星を見るため X線強度が弱くなり、高温ガスによる散乱のためにエネルギーの高くなった X線が相対的に増加する。一方、鉄輝線は、高温ガスの影響をあまり受けない外側の領域から放射されているので強度変化が小さいと考えるのである。

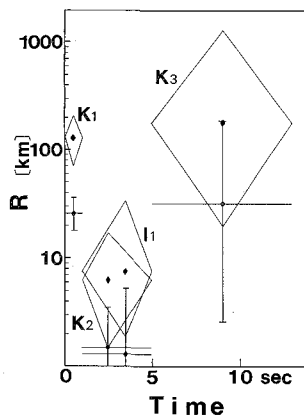
北本俊二 (阪大理)



Cygnus X-3 の X線エネルギースペクトルの変化。A は 4.8 時間周期の強度の強い位相でのスペクトルで、B は弱い位相でのスペクトルである。C は A のスペクトルに対する B のスペクトルの比である。

超新星 1987A からのニュートリノバーストの時間的振舞い

1987 年 2 月に Kamiokande と IMB で検出された超新星 1987A からのニュートリノバーストについて、ニュートリノの温度やニュートリノスフェアの半径の時間的変化を調べた (H. Suzuki and K. Sato, Publ. Astron. Soc. Japan, **39**, 521 (1987))。最初の 2 秒間に、温度の上昇がみられるが、これは原始中性子星の収縮による温度上昇と解釈できる。最初数 10 km あった半径も、中性子星の半径である 10 km へと変化している。このように最初の 2 秒間は説明がつくが、Kamiokande の最後の 3 イベントに対応する半径は数 10 km となってしまう。つまりコアの重力崩壊から 10 秒後にかんりのニュートリノが放出されたのである。統計が少ない関係上、はっきりとは断言できないが、非標準的なニュートリノ放出の機構 (質量降着、核物質の相転移など) を示唆しているとも考えられる。 鈴木英之 (東大理)



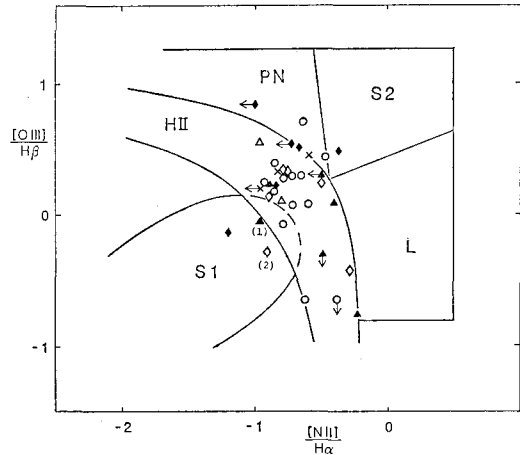
ニュートリノスフェアの半径の時間変化ひし形が、ニュートリノのスペクトルとして化学ポテンシャル μ のフェルミ分布をとったときのものである。

KUG の追究観測

木曾観測所のシュミット望遠鏡を用いて種々の天体の探査が行われている。三色像による紫外超過天体、対物プリズムによる炭素星や輝線天体のサーベイが主なものであるが、中でも紫外光に超過のある銀河はこれまで四千個以上見つけられ、KUG という名で呼ばれている。

さて、これら KUG の素性は一体何であろうか。われわれは代表的なものを選び出し、その電波 (Publ. Astron. Soc. Japan, **37**, No. 2, 451 (1985)) やスペクトル (Publ. Astron. Soc. Japan, **39**, No. 3, 393 (1987)) の観測を行った。その結果大多数の KUG は星の生成が盛んに行われているいわゆる「スターバースト銀河」であることが確かめられた。通常の銀河では時とともに星生成活動は衰えて行くと考えられているが、一時に星が作られるフェイズがあるのかも知れない。KUG の大規模なスターバーストは銀河同志の相互作用のような外的要因が強く働いているのか、謎解きは今後の課題として残されている。

前原英夫 (東京天文台)



KUG に対する輝線の強度比ダイアグラム

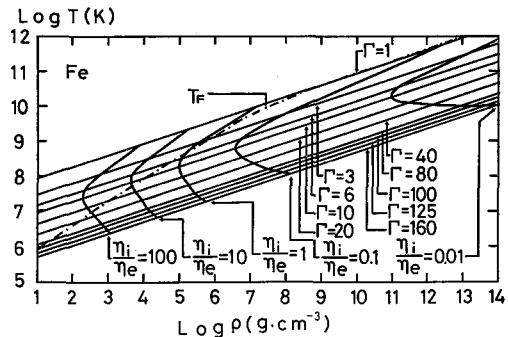
[O III]/H β と [N II]/H α の強度比は各種の輝線天体で異なる場所を占める。HII: HII 領域, PN: 惑星状星雲, S1: 1型セイファート銀河, S2: 2型セイファート銀河, L: ライナー銀河。大多数の KUG は HII 領域的な輝線を有し、早期型星とガスが豊富に存在することを示唆している。

高密度星物質の粘性率の計算

星が回転する際に、粘性率は大変重要な役割を果たすことが知られている (Durisen, R. H., Ap. J., **183**, 205 (1973), 同, Ap. J., **213**, ..., Ap. J., **213**, 145 (1977)). 粘性率は角運動量の伝わり易さを示す物理量で、輸送係数の1つである。我々は、強く縮退した電子、及びイオンが液相の下での高密度星物質における電子からの寄与である粘性率 (η_e) を、イオン相関と縮退した相対論的電子の誘電関数を考慮して求め、解析的な fitting formula を与えた (竹内, 神山, 伊藤, Ap. J., **317**, 733 (1987)). 一方、イオンからの寄与による粘性率 (η_i) の研究も最近、発展してきている (Wallenborn, J., and Baus, M., Phys. Rev. A, **18**, 1737 (1978)). 図は η_e と η_i との値の比較を示したものである。我々は3種類 (He, C, Fe) のプラズマについて比較してみたが、いずれも密度が大きくなるにつれて η_i よりも η_e の方が大きくなっていくことを発見した。ただし、強く縮退した電子を考えているので、図の有効領域は T_F より下の部

分である。図の縦軸は温度、横軸は密度を示し、 T_F は電子のフェルミ温度、 Γ は運動エネルギーに対するクーロン相互作用のエネルギーの割合を示すもので、液相の時は、 $\Gamma \leq 178$ である。

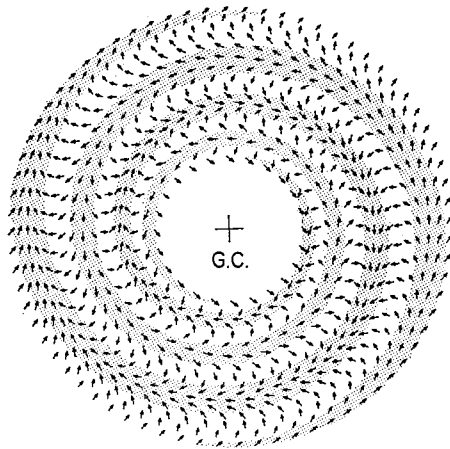
竹内秀雄, 神山泰治, 伊藤直紀 (上智大理工)



銀河の渦状磁場

渦状銀河の磁場の大規模構造が偏光電波の観測から決定できるようになった。磁力線が2本の渦の一方から入り中心近くを通過して他方から出ていくらしい。それが銀河間空間でどうなっているかはまだ分からないが、少なくとも銀河面の中では微分回転で巻き込まれた均質磁場の位相と全く同じになっている。宇宙磁場(もしあれば)を銀河が凍結したようにも見える。しかし、磁場のエネルギーは星間ガスの運動エネルギーより2~3桁も小さく、また磁場とガスの凍結を考えると、観測されているような磁場はその起源とは関係なく数億年で何重にも巻き込まれてしまう。この矛盾を解くため、星間ガスの運動による磁場の乱流拡散と発電を考慮した磁場の3次元発展方程式を解いた。微分回転できつく巻き込まれた磁場は乱流でハローに拡散し、その後を発電で再生産された緩い巻き込み磁場が補っている。時間的に平均すると2本渦の磁場が維持されているように見える。渦巻き磁場も結局は“pattern”であり、一種の dynamo wave の結果と見なすことが出来る。(M. Fujimoto, T. Sawa: Bisymmetric Spiral Configuration of Magnetic Fields in

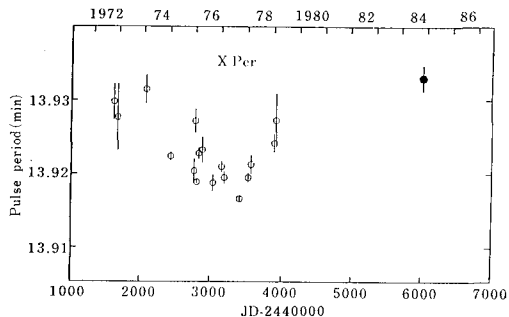
Spiral Galaxies. II. A Quasi-Global Theory, P.A.S.J. 39, 375-392 (1987)) 藤本光昭(名大理)



銀河面に沿った磁場構造(理論)。銀河面から離れると面に垂直な成分が卓越してくる。

X線パルサー X-Per のパルス周期

X線源 4U 0352+30 は主星として約6.5等のBe型星 X-Per を持つX線パルサーで、一般にBe型X線パルサーと分類される。X線天文衛星「天馬」はこのX線源を1984年11月に観測し、パルス周期 13.933 ± 0.002 分を得た(PASJ, 1987年, 39巻, p. 253)。この周期を過去の観測の中にプロットしたものが図である。「白鳥」や「天馬」の観測で多くのX線パルサーのパルス周期が一樣に短くなるのでは無く、複雑な変動を示すことが知られるようになったが X-Per も例外ではない。ただここで注目されるのは次の点である。X線パルサーの周期変化は持ち込まれる(あるいは失う)角運動量の大きさによるが、一般にその大きさは角運動量を担う降着物質の量を反映し、X線源の明るさに関係している。X-Per はX線で 10^{38} erg/s の明るさしかないにもかかわらず $\dot{P}/P \sim 10^{-2} \text{ yr}^{-1}$ の変化を示し、 10^{36} erg/s の明るさで



10^{-3} yr^{-1} の変化しか示さない Vela X-1 (長瀬, 1984, PASJ, 36巻, p. 667) 等と対比され周期変化のメカニズムが注目されている。この様にX線パルサーの周期変化のメカニズムはまだ完全には理解されていない。

村上敏夫(宇宙研)