

変光星・突発天体現象概論

担当：植村誠(広島大学)

http://home.hiroshima-u.ac.jp/uemuram/lecture/lecture_variables.pdf

本講義の目的

- 可視光で大きな変光を示す天体全般を広く浅く学ぶ。
- 講義内容を全て暗記する、というよりは、変光星の型とおおよその特徴を理解して、詳細は必要な時に資料を見直すのがいいでしょう。
- 配布した講義資料は白黒の縮小版なので、カラーの大きなものを見たい人は以下のURLからダウンロードしてください。

http://home.hiroshima-u.ac.jp/uemuram/lecture/lecture_variables.pdf

本講義の内容

- 変光星の観測と分類
- 変光星概論
 - 食連星 (eclipsing variables)
 - 脈動変光星 (pulsating variables)
 - 激変星 (cataclysmic variables)
 - 超新星 (supernovae)
 - 爆発型変光星 (eruptive variables)
 - 回転変光星 (rotating variables)
 - マイクロレンズ天体
 - Secular variables
- 高エネルギー変動天体概論
 - X線連星 (X-ray binaries)
 - ガンマ線バースト (gamma-ray bursts; GRBs)
 - ブレーザー (blazars)

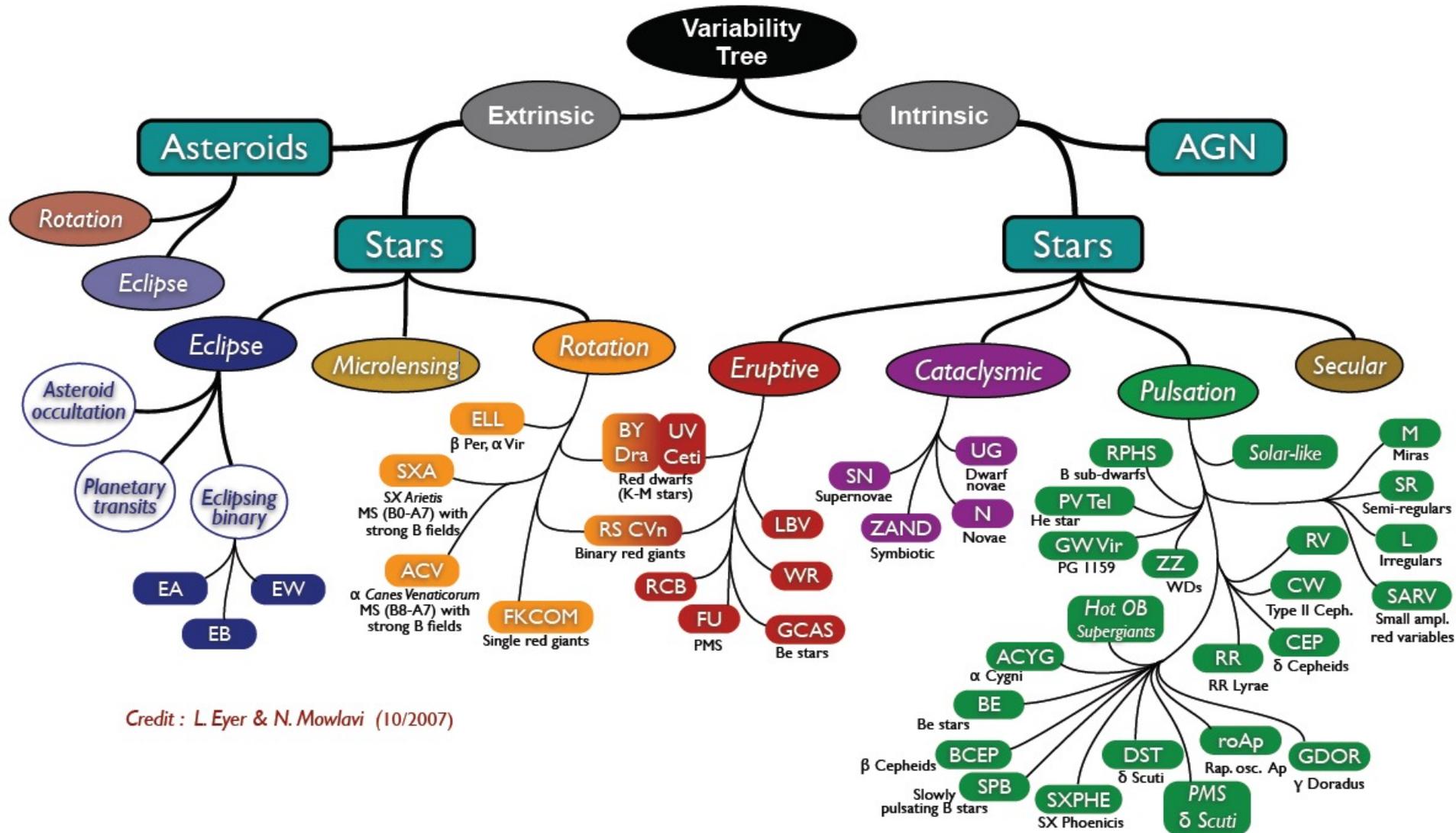
変光星の観測と分類

- 研究小史
- 分類と命名法
- 眼視観測
- CCD以前の観測方法
- CCD測光観測
 - CCDの原理
 - 開口測光とPSF測光
 - 相対測光と絶対測光
- 等級システム
- 測光カタログ
- 変光星データベースと大規模サーベイ

変光星研究の歴史

- 紀元前1－2世紀～
 - ヒッパルコスの文献。新星？ミラ？
 - 中国、日本、アラビアの文献で新星・客星の記録
 - ベツレヘムの星？
- 1054年 超新星（かに星雲）
 - 「客星」として中国の文献に記録
 - 藤原定家の「明月記」に記録
 - アメリカ先住民の遺跡に記録
 - 中世ヨーロッパには記録なし
- 1572年 Tychoの新星
 - “Nova”の発見
 - 実際は銀河系内の超新星
- 1596年 ミラの発見
 - くじら座の（オミクロン）星
 - 周期性の発見は1638年
- 1667年 アルゴルの変光を発見
 - 食連星の発見
- 1784年 ケフェウス座のδの変光を発見
 - 脈動変光星
- 1804年 連星系の発見
 - by ウィリアム・ハーシェル。実視連星。
- 1901年 ペルセウス座新星
 - 白色矮星と赤色矮星との連星系
 - 古典新星の「発見」
- 1914年 変光星の脈動説 (H. Shapley)
- 1932年 超新星の命名
 - 銀河系外の天体と認識
- 1960年代 電波天文学の誕生
- 1960年 QSOの発見
- 1968年 パルサー（中性子星）の発見
- 1970年代 X線天文学の誕生
- 1972年 ブラックホールの発見
 - Cyg X-1
- 1973年 標準降着円盤モデル (Shakura & Sunyaev)

GCVS分類



Credit : L. Eyer & N. Mowlavi (10/2007)

GCVS分類

- GCVS I~IIIの合計 (<2004年)
 - 変光星分類数:207
 - 変光星数:38525
- 星自身は変動していない (extrinsic)
 - 食連星 (~5,800; ~15%)
 - マイクロレンズ天体
 - 回転変光星 (~1,000; ~3%)
- 星自身が変動している (intrinsic)
 - 脈動星 (~23,000; ~60%)
 - 激変星 (~800; ~2%)
 - 爆発型変光星 (~3,400; ~9%)
- それ以外
 - 活動銀河核 (Active galactic nuclei: AGN)
 - 小惑星

注) 本講義では特に断りがない限り、等級に関する記述はV等級とする。

変光星の命名 (GCVS名)

- General Catalogue of Variable Stars (GCVS)
 - 国際天文連合 (IAU) の委託を受けて変光星委員会メンバーが新しい変光星にGCVS名を付ける
 - 新天体発見時にはCBAT (IAU公式の速報記事を発行する部門) からGCVSメンバーに依頼があり、即座に名前が付けられる。
- 命名法
 - 基本: 「(通し番号) + 星座の属格」
 - 星にバイエル名が付いている場合はそのまま (δ Cep など)
 - 明るい順に α 、 β 、、、、A、b、c、、、z、B、C、D、、、Q、まで
 - RからZまで (R CrB、T Leo)
 - RR、RS、RT、、、RZ、SR、ST、、、ZZ
 - AA、AB、、、QZ (ただし I、Jは使わない)
 - V335、V336、以降、数字が増える

変光星の命名(その他)

- GCVS名は可視光で観測される銀河系内の変光星に対して適用される。
- 超新星の場合「SN(年)(発見順)」
 - 例: SN 1993J (1993年に10番目に発見された超新星)
 - 例: A~Zの後はaa,ab,ac.....
- X線や γ 線で発見される高エネルギー天体の場合、「(衛星ID)(座標)」が使われることが多い
 - 例: XTE J1118+480 (RXTE衛星によって、赤経 11:18:10.76、赤緯 +48:02:12.7 (J2000.0分点)に発見された天体、の意味)
 - 1980年代以前のもものは、B1950.0分点の座標で命名されているものもあるので注意が必要
 - 例: A 0620-00 (Ariel衛星が1970年代に発見したX線連星。B1950.0座標系では(06:20:11.15, -00:19:11.3)だが、J2000.0座標系では(06:22:44.50, -00:20:45.0)
 - 高エネルギー天体でも銀河系内天体で、可視光対応天体が同定された場合はGCVS名がつくことがある
 - 例: A0620-00のGCVS名は V616 Mon
- 最近では可視光観測でも大規模サーベイによって、そのプロジェクト独自の超新星命名が行われることも多い

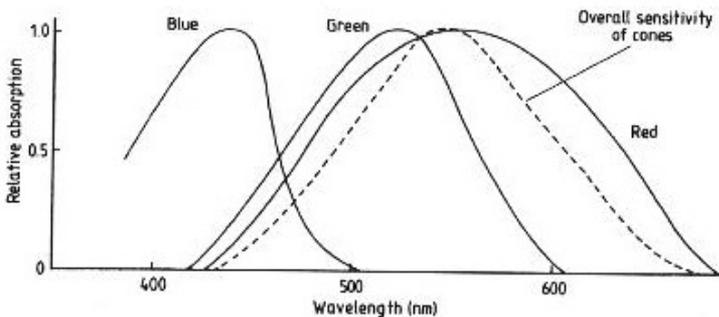
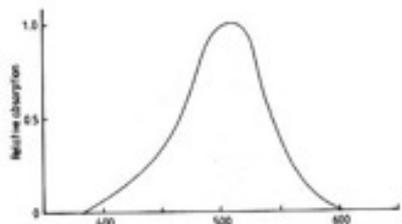
変光星の眼視観測

• 眼視観測

- 裸眼、双眼鏡、望遠鏡を使って「目」で変光星を見て、周辺の比較星との見た目の差で測光する方法。
 - 通常2つ以上の比較星、特に目標天体よりも明るいものと暗いものの両方を比較星として内挿して測る。

• 目の特性

- 錐体: 感度は悪いが色を感知できる。中心部分に多く存在。
- 桿体: 感度は良いが色は感知できない。周辺部に多く存在。

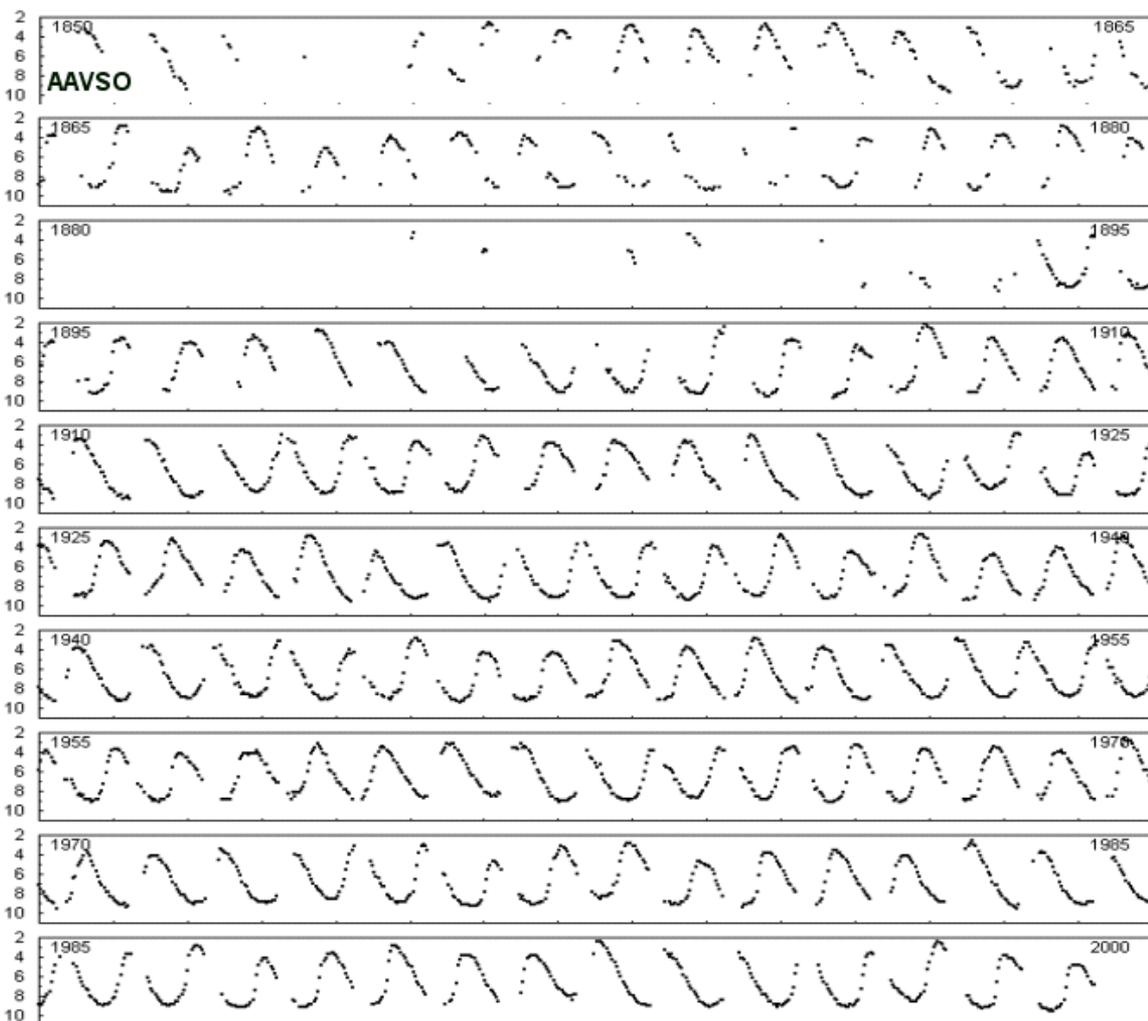


上: 桿体の感度曲線。下: 錐体の感度曲線 (Kitchin, "Astrophysical Techniques"より)

Mira (LPV) 1850-2000 (10-day means)

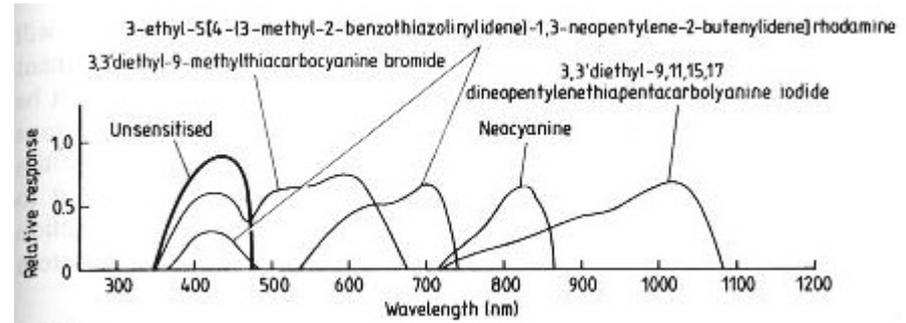
Mira (omicron Ceti) is the prototype of pulsating long period variables and the first star recognized to have changing brightness. It has a period of 332 days. Generally, Mira varies between magnitudes 3.5 and 9, but the individual maxima and minima may be much brighter or fainter than these mean values. Its large amplitude of variation and its brightness make Mira particularly easy to observe.

Mira is one of the few long period variables with a close companion which is also variable (VZ Ceti).



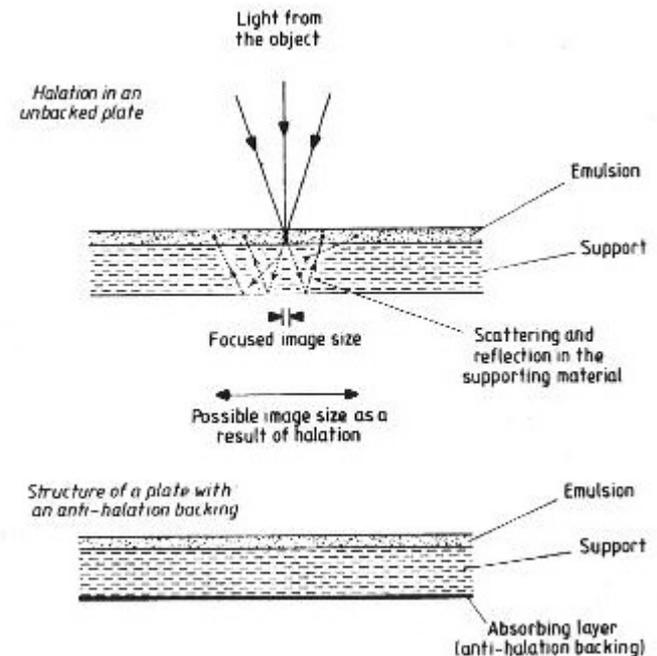
写真観測

様々な波長感度の乳剤
(Kitchin, "Astrophysical Techniques"より)



- 20世紀の主要な2次元イメージング。
- デジタル化され、現在でもアーカイブデータとして利用。
- 入射光子が、ハロゲン化銀乳剤の価電子帯にいる電子に吸収されることで、電子-正孔対を作る。電子は銀イオンと反応して銀原子になる。
- 通常は青い光-紫外線域に感度をもつ。感光色素を加えることで長波長側に感度を持たせることも可能。
- ハレーション: 強い光を受けた場合、乳剤の土台で反射した光が再び乳剤で反応し、像が大きく見える現象。

ハレーション (Kitchin, "Astrophysical Techniques"より)

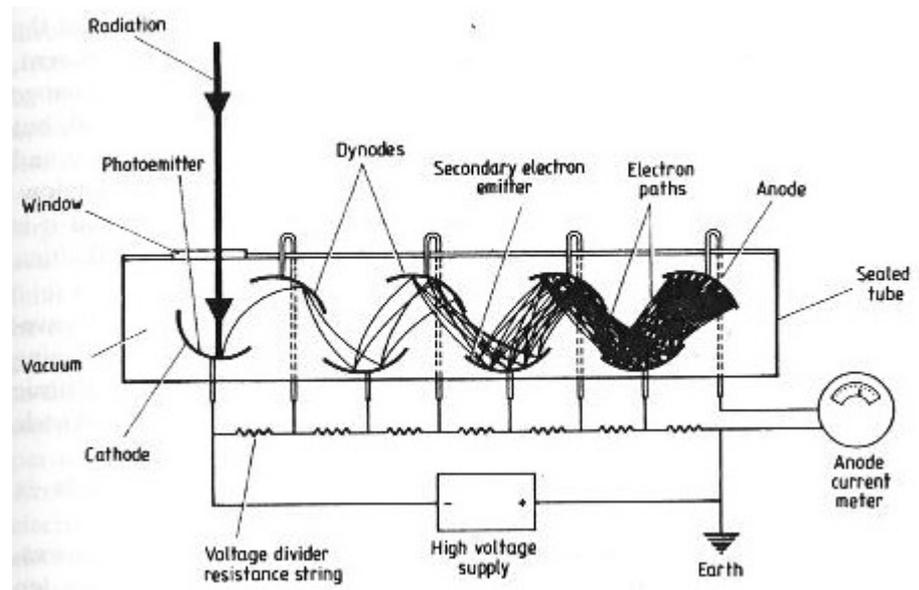


光電子増倍管(=photomultipliers)

- 主に測光装置として20世紀後半に活躍。
- 電極に入射した光子によって電子が生成(光電効果)、その電子が1000V程度の電圧で加速され、次の電極に衝突し、さらに多くの電子を生み出す。最終的には1つの入射光子が平均 10^6 程度の電子を生成し、計測される。
- 電極表面の物質によって波長感度の調整が可能。
- (基本的には)2次元イメージャーではないので、観測対象を正確に導入する必要がある。時間分解能は高い。

光電子増倍管の模式図

(Kitchin, "Astrophysical Techniques" より)

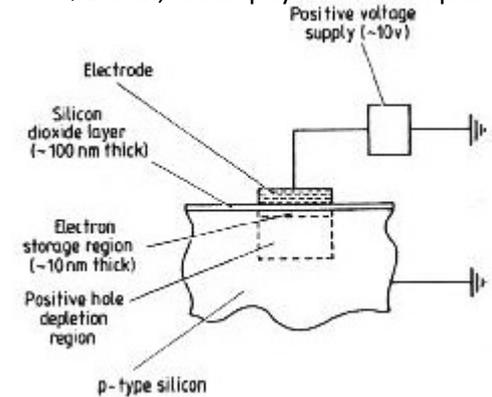


CCD (charge-coupled device)

- W. BoyleとG. Smithが1969年ベル研究所で開発したのが始まり。現在の主要な可視光検出器。
- 半導体(通常はシリコン)に入射した光子が電子-正孔の対を生成。生成された電子は電極で制御されたポテンシャルの井戸に蓄積され、まとめて読みだされる。
- 利点: 2次元イメージ、高い量子効率(>90%)、優れた線形性、広いダイナミックレンジ、幅広い波長感度(400nm~1100nm)
- 飽和とブルーミング
- 裏面照射型CCD: 電極を、光が入射する反対側に付けてあるCCD。電極による損失がないため感度が良い。
- Frame-transfer CCD: チップの半分を読み出し用に使用するCCD。露出終了後、電荷を一度読み出し領域に一斉移動し、次の露出をしている間に読み出すことで高い時間分解能が可能。

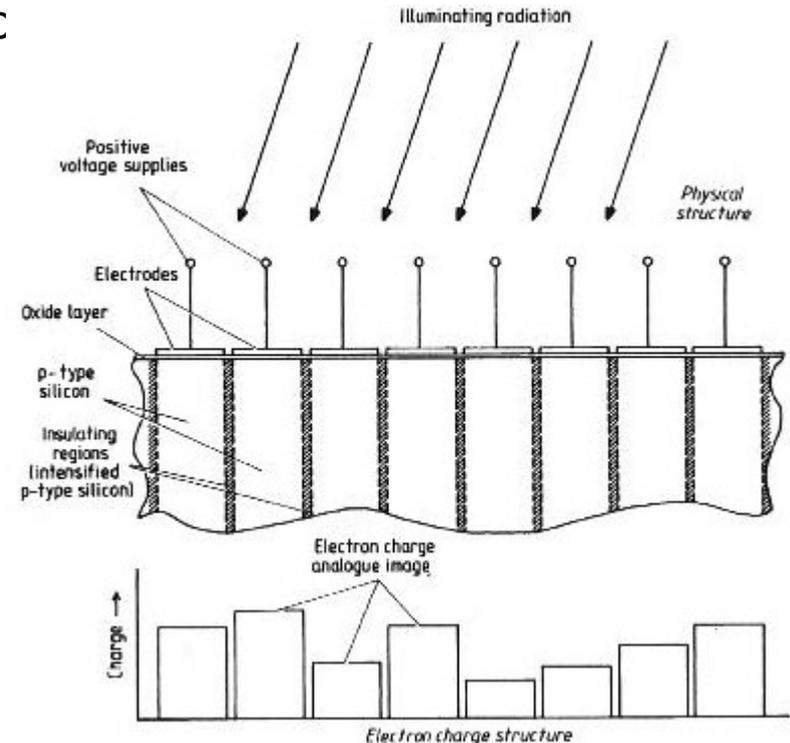
CCD1素子の模式図

(Kitchin, "Astrophysical Techniques"より)

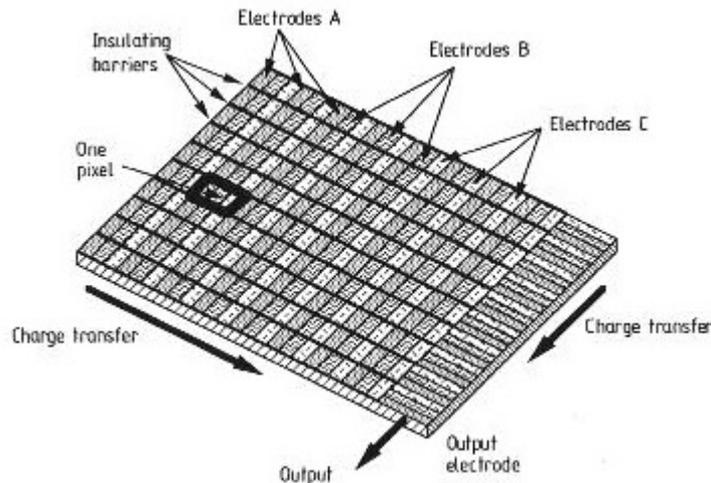


アレイ状に配置されたCCDの模式図

(Kitchin, "Astrophysical Techniques"より)

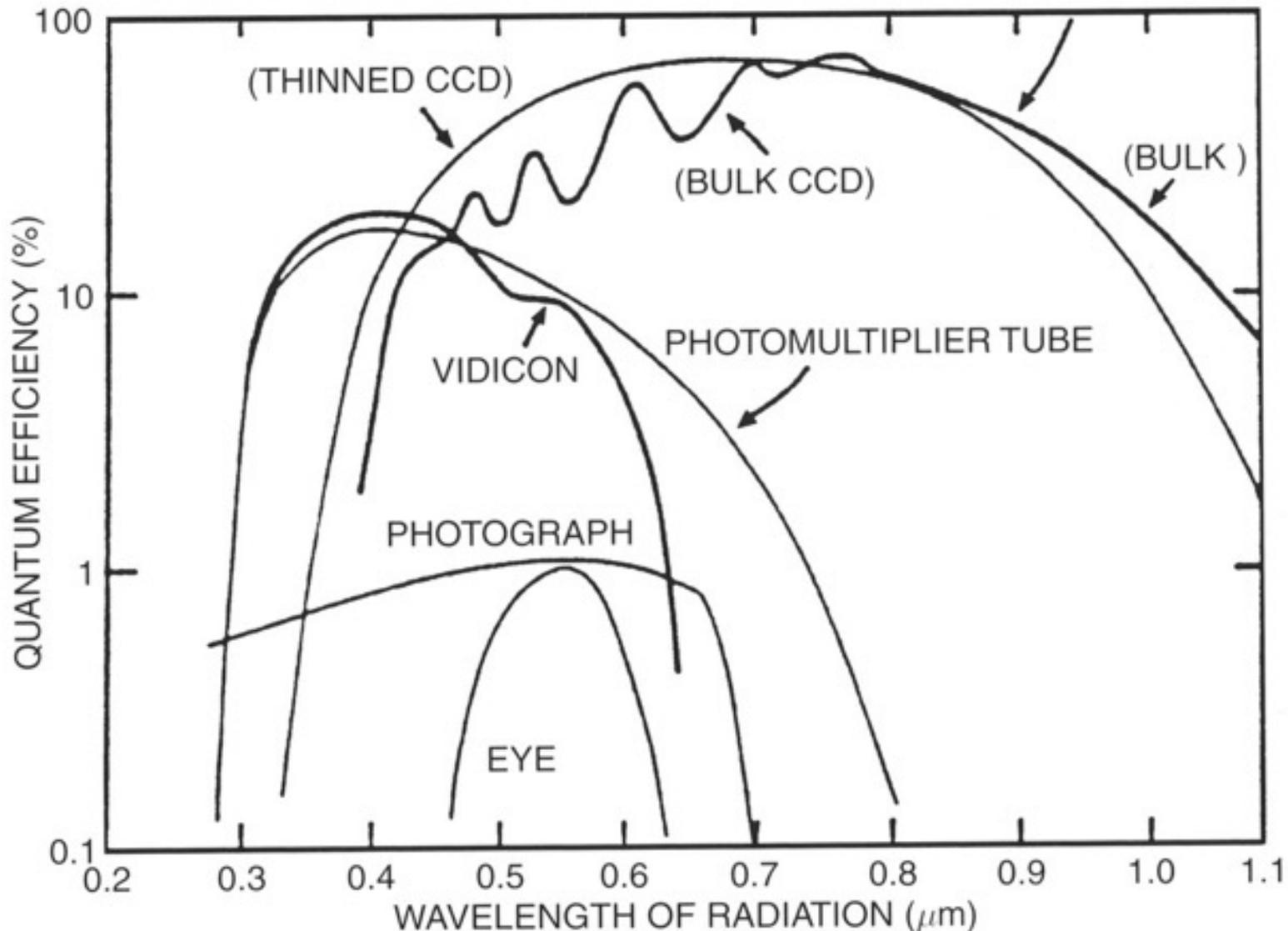


3層CCDの模式図 (Kitchin, "Astrophysical Techniques"より)



感度曲線

いろいろな検出器の量子効率 (S. B. Howell "Handbook of CCD Astronomy" より)



測光

- 点源(星)の明るさ(等級)を測定する。
- 地上望遠鏡の場合、検出器で検出される信号は、
- $$C = g_{detector} \int [Q_{detector}(\lambda) T_{instr.}(\lambda) T_{atmos.}(\lambda) T_{interstellar}(\lambda) (S_{obj}(\lambda) + S_{back}(\lambda))] + [Q_{detector}(\lambda) T_{instr.}(\lambda) S_{sky}(\lambda)] d\lambda$$
 - $S_{obj}(\lambda)$ 、 $S_{back}(\lambda)$ 、 $S_{sky}(\lambda)$: 測光したい天体からの光と、背景光、及び、地球大気からの散乱光
 - $T_{interstellar}(\lambda)$: 天体から地球までの星間空間での透過率
 - $T_{atmos.}(\lambda)$: 地球大気内の透過率
 - $T_{instr.}(\lambda)$: 望遠鏡・装置内の光学系の透過率。
 - $Q_{detector}(\lambda)$: 検出器の効率
 - $g_{detector}(\lambda)$: 検出器のゲイン (electron/ADU)
- $S_{obj}(\lambda)$ を推定したい=測光
 - $T_{interstellar}(\lambda)$ は天体のスペクトルやその他の情報を元に推定し補正する。
 - 例: Schlegel, Finkbeiner, & Davis (1998): 電波-赤外線データから全天にわたって星間吸収の原因であるダストの量を推定。
- $S_{obj}(\lambda)$ 、 $S_{back}(\lambda)$ 、 $S_{sky}(\lambda)$ 由来の信号を分離する方法
 - 開口測光 と PSF測光
- 各種吸収量(=透過率)の補正
 - 絶対測光と相対測光

開口測光(=aperture photometry)

- 観測された光 = 天体からの光 + 背景光
- Aperture photometry = 背景光を星の周辺領域を平均することで推定する。(背景光の一次近似)
- 背景光に別の星やhot pixelが入る可能性もあるため、背景光の平均はそれらに起因する外れ値を除外することが多い。

$$C_{\text{star}} = \sum_{r=0}^{r_a} C_{\text{obs}} - \frac{\sum_{r=r_{\text{in}}}^{r_{\text{out}}} C_{\text{obs}}}{N_{\text{sky}}} N_a$$

aperture内の
カウント

背景光の1ピク
セル辺りの平均
カウント

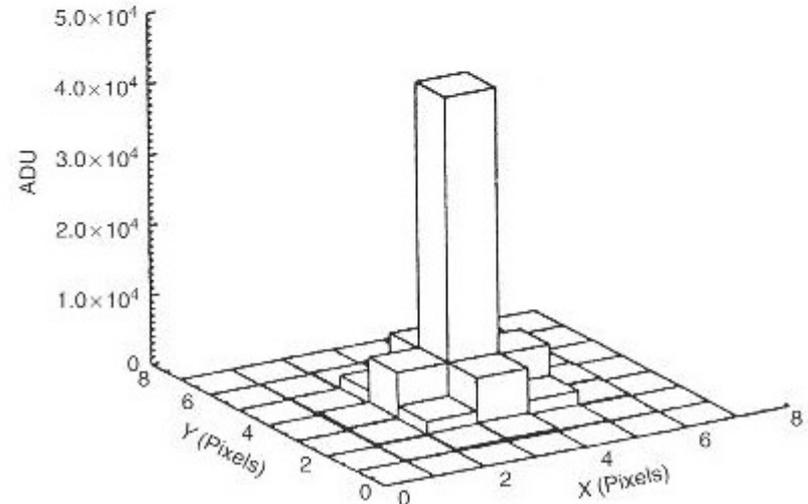
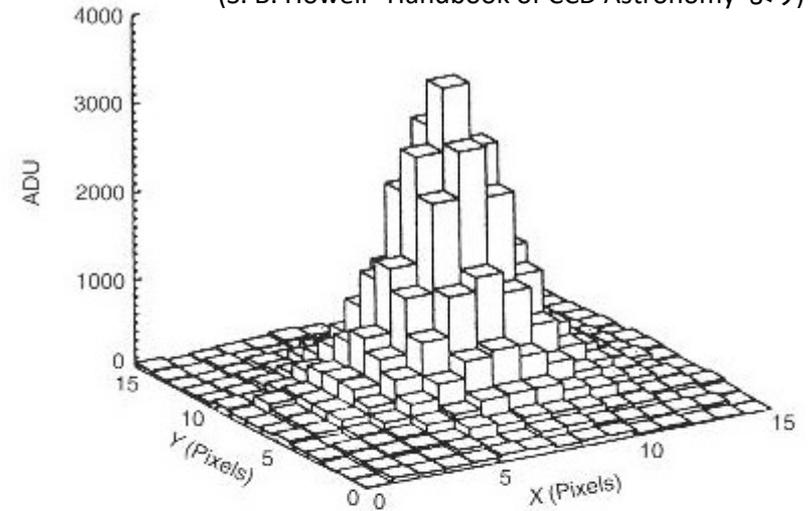
aperture内の
ピクセル数

サンプリング

- Under sampling: ピクセルスケールが星像に対して大きすぎる場合。測光精度が低下。
- Over sampling: ピクセルスケールが星像に対して小さすぎる場合。限界等級が悪化(結果として測光精度が落ちる)。
- 通常、半径3-4 pixel内にほとんどの点源からの光が入る程度のサンプリングが理想的。

サンプリング

(S. B. Howell "Handbook of CCD Astronomy"より)



PSF(point spread function)測光

- 明るい星を基準にPSFをモデル化し、測光したい天体にfittingする方法。

$$\chi^2 = \sum [(B_i + C * PSF_i) - Obs_i]^2 / \sigma^2$$

を最小化。して、Cが天体のフラックスとみなす。

背景光Bが一定、もしくは少ないパラメータでモデル化できる場合、上記の方法で測光が可能。

- 利点: 星が混んでいる領域(例: 星団)や広がった放射源中の点源(例: 超新星、星形成領域内)を測光する場合に有効。

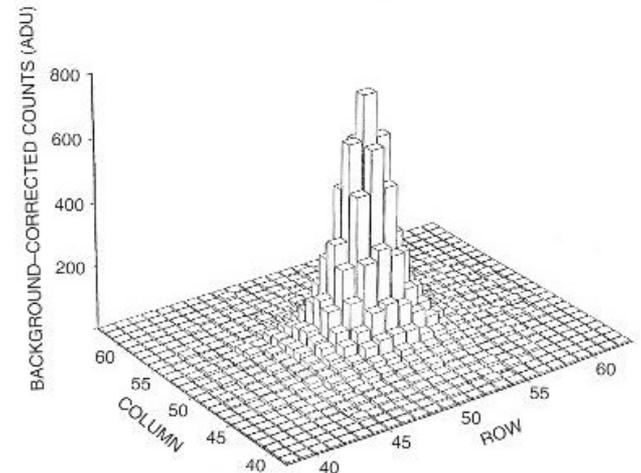
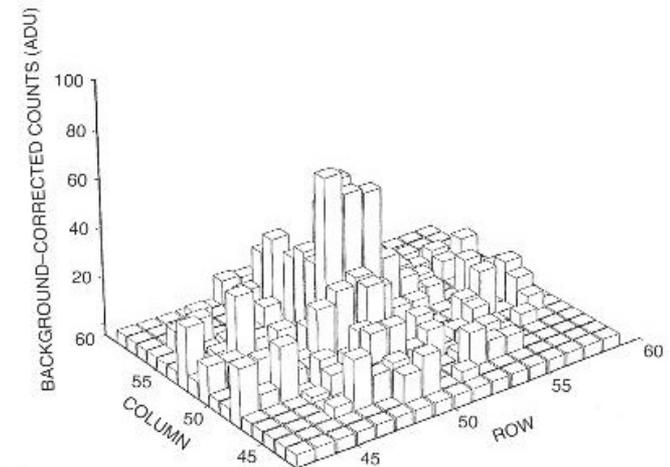
- ただし、測光精度は基準となるPSFの精度に非常に依存する。

- 視野内でPSFが同一なら問題ないが、視野の端で像面湾曲などの影響が大きい場合は注意が必要。
- 通常、S/Nの高い明るい星を基準にすることが多いが、その星像がピークで飽和していたり、線形性が悪くなるほど明るい場合は逆に精度が落ちる。

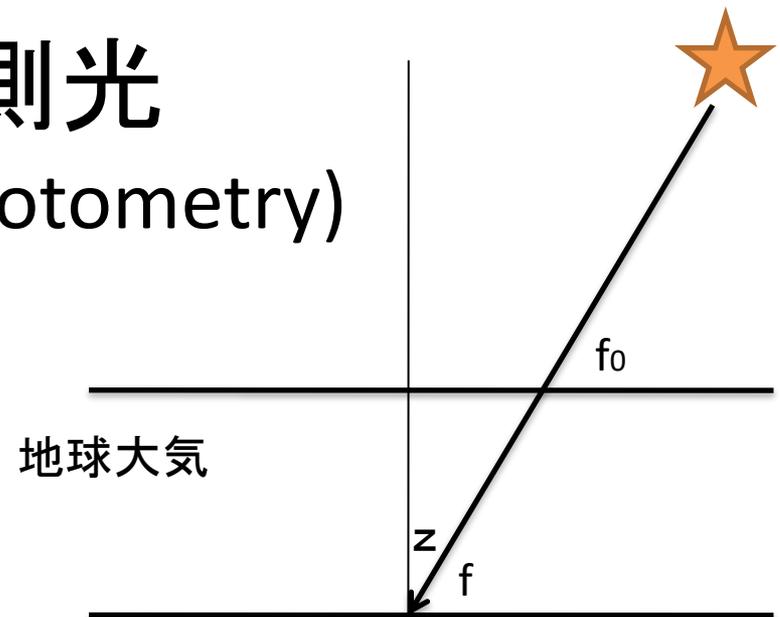
- よく使用されるPSFのモデル

- 2次元Gaussian: $A * \exp\left(-\frac{1}{2} \frac{r^2}{\sigma^2}\right)$
- Moffat関数: $A * \left(1 + \frac{r^2}{\sigma^2}\right)^{-\beta}$ (地上観測における星像をよく再現)
- Lorentz関数: Moffatの $\beta=1$ の場合。

暗い星と明るい星で観測されるPSF
(S. B. Howell "Handbook of CCD Astronomy" より)



絶対測光 (absolute photometry)

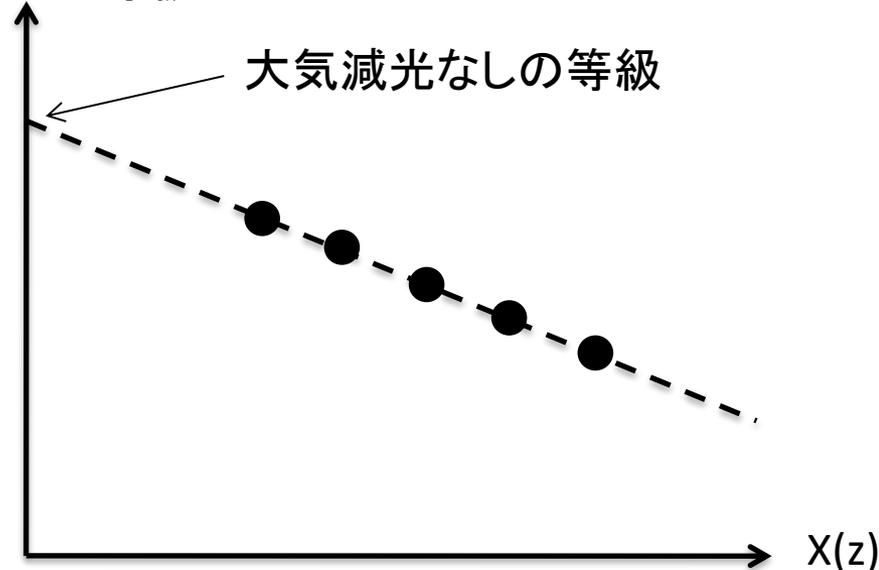


大気減光と空気量(airmass)

- 地球大気による減光
 - 分子、エアロゾルによるレイリー散乱、分子による吸収
 - 輻射輸送方程式から、 $I_\nu = I_{\nu 0} e^{-\tau_\nu}$
- 減光量
 - 減光量を等級で表わすと、 $A(\lambda) = -2.5 \log \frac{f(\lambda)}{f_0(\lambda)}$
 $A(\lambda) = -2.5 \log e^{-\tau(\lambda)} \sim +1.08 \tau(\lambda)$
 よって、 $A(\lambda) \sim \tau(\lambda)$
- 空気量(airmass)
 - 光学的厚さは天頂角 z を使って、単純には、
 $\tau(\lambda) = \tau_0(\lambda) \sec(z)$
 ここで、 τ_0 は天頂での大気の光学的厚さ。
 正確には大気層の曲率を考えて、 $\tau(\lambda) = \tau_0(\lambda) X(z)$
 - ここで $X(z)$ は airmass と呼ばれる。
 - $X(z) = \sec(z) - 0.0018167(\sec(z) - 1) - 0.002875(\sec(z) - 1)^2 - 0.0008083(\sec(z) - 1)^3 \dots$
 - 天頂で、 $X(0) = 1$
 - よって、減光量は、 $A(\lambda) \sim \tau(\lambda) \propto X(z)$

みかけの等級

大気減光なしの等級

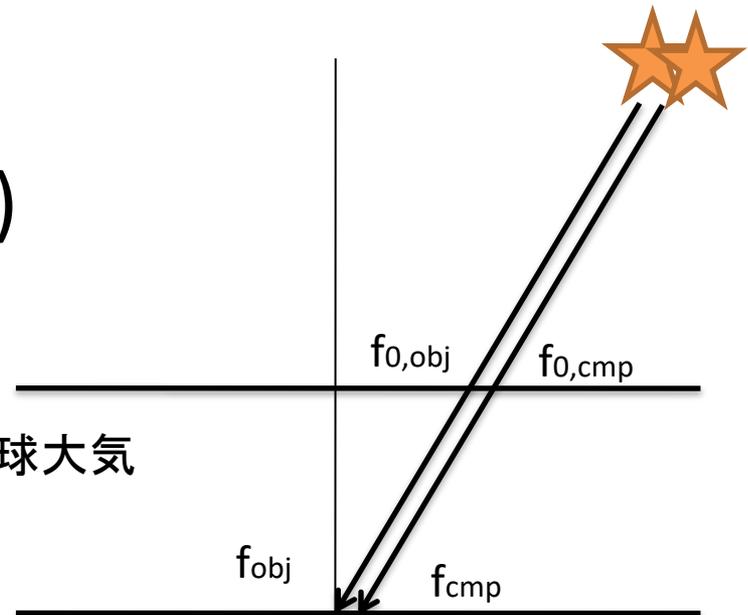


絶対測光

- 検出器の効率、ゲイン、望遠鏡光学系、装置内光学系の全ての効率、大気減光量が全て既知なら、検出したカウント値から天体の光量を決定することができる(絶対測光)。
- 望遠鏡・装置内の効率は測定可能だが、大気減光量は時々刻々変化し再現不可能。
- ある1つの天体に対して、様々な airmass での等級から、大気吸収ゼロの等級を推定することができる。
- 絶対測光は相対測光のための比較星の等級を調べる場合に使用されることがある。
- 様々な airmass で観測する間、大気の状態は安定している必要がある。途中で曇ってきたりするとダメ。→晴天(いわゆる photometric night)が必要。
- 人工衛星での観測では絶対測光が一般的。

相対測光 (differential photometry)

- ある時刻の大気減光は狭い領域内で等しいと仮定し、同一視野内の、等級が既知の天体(比較星)との等級差を計算する。
 - $m_{obj} = -2.5 \log \left(\frac{C_{obj}}{C_{cmp}} \right) + m_{cmp}$
 - C_{obj}, C_{cmp} は測光したい天体、及び比較星のカウントで、観測量。
 m_{cmp} は既知の比較星の等級。
- 天気や大気の状態への依存度が低く、かつ高い精度で測光可能なため、一般的な地上の望遠鏡ではよく使われている手法。
- 検出器内の最終効率(望遠鏡と装置内の光学系含む)が、各ピクセル間で等しくなるよう校正(フラット補正)されている必要がある。
 - 視野の端などはフラット補正が正確でないことも多く、そのような位置にある星を比較星には選ぶべきでない。
- Aperture photometryの場合、測光したい天体と比較星は同じ aperture size で測定しなければならない。
- 比較星が時間変動していないことを別の比較星を使って保証する必要がある。
- 推定される天体の等級は、その天体の統計誤差に加えて、比較星の統計誤差も含まれることに注意。従って、測定したい天体よりも明るい比較星を選ぶことが望ましく、時間変動の有意性を議論する際には比較星の測定誤差を考慮する必要がある。
- さらに、既知の比較星等級 m_{cmp} の誤差が m_{obj} の系統誤差になる。ただし、等級差が本質的な場合(例: 時間変動のみを議論する場合)は、この系統誤差は考慮する必要はない。

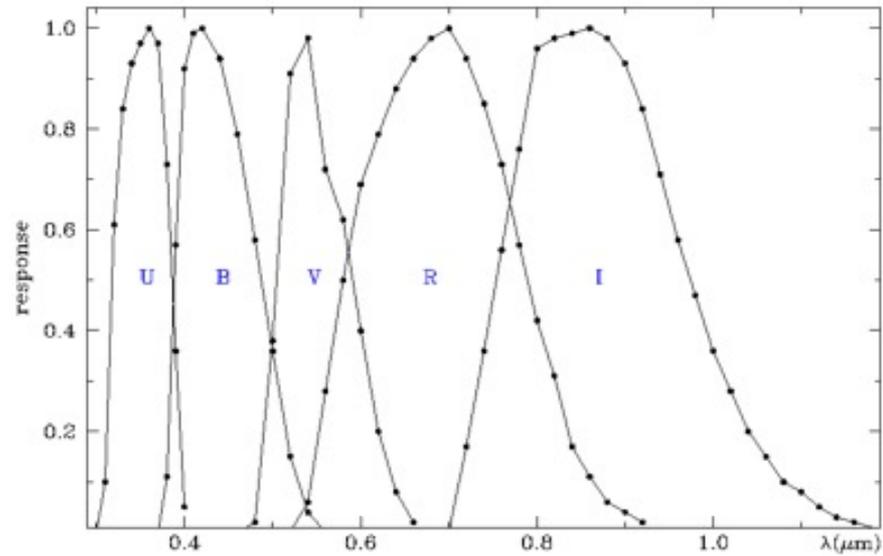


ある時刻に狭い領域内で受ける大気減光は等しいと仮定
 $f_{obj}/f_{0,obj} = f_{cmp}/f_{0,cmp}$

等級システム

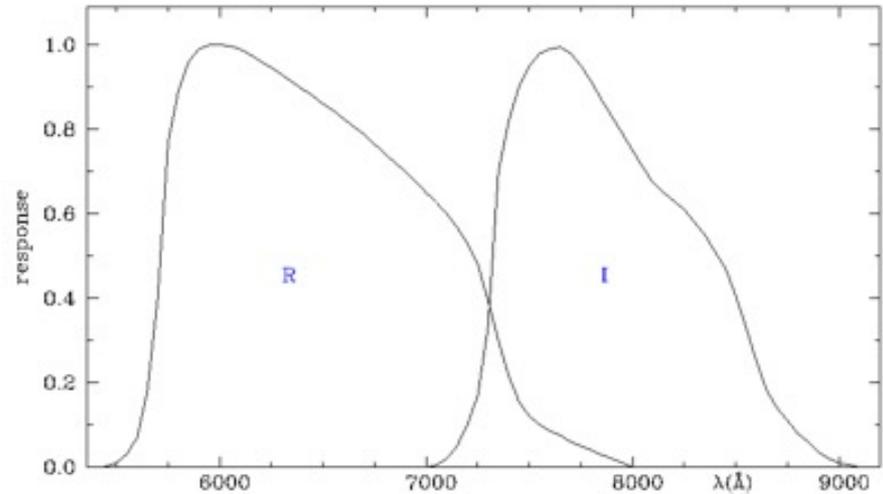
現在の標準システムへの歴史

- Johnson (1965): UBVRI
- Cousins (1976): Rc, Ic
 - JohnsonのR,Iは赤側に長いtailが伸びており、比較的青側に有効波長がくる Cousinsシステムの方が好まれた。
 - UBVRIcでJohnson-Cousinsシステムと呼ばれることもある。
- Bessell (1990): UBVRI
 - 安価な色ガラスの組み合わせでJohnson-Cousinsシステムによく近似できるシステムを実現。
- 実際にはCCDの感度との重ね合わせもあり、標準システムと正確に合わせるためには変換が必要。
 - 例: Johnson RとCousins Rc 間の変換
 $R_j = 0.988R_c - 0.002 (+/- 0.02)$ (Wegner 1993)



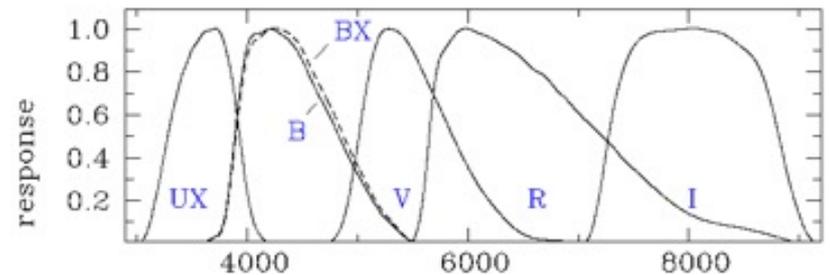
バンドの特性

- Mean wavelength: $\lambda_0 = \frac{\int \lambda F(\lambda) d\lambda}{\int F(\lambda) d\lambda}$
- Effective wavelength: $\lambda_{eff} = \frac{\int \lambda F(\lambda) S(\lambda) d\lambda}{\int F(\lambda) S(\lambda) d\lambda}$
- Effective band width: $\int_{\lambda_{eff} - W_{eff}/2}^{\lambda_{eff} + W_{eff}/2} F(\lambda) S(\lambda) d\lambda = \int_{\lambda_{eff} - W_{eff}/2}^{\lambda_{eff} + W_{eff}/2} S(\lambda) d\lambda$
- 有効波長が天体からのスペクトルに依存することに注意。



ベガ等級とAB等級

- ベガ等級: 全てのバンドでベガを0等級に定義。
- AB等級: バンドによらず 3630Jy を0等級に定義。



ADPS: the Asiago Database
on Photometric Systems より

代表的な測光カタログ

- 主な「シュミット望遠鏡＋写真乾板」によるサーベイ
 - Palomar (48-inch): POSS-I O(blue) & E(red) (1948～1958); POSS-II J(blue) & F(red) (1973-1990年代)
 - UK Schmidt Telescope (1.2m): SERC J, EJ(blue), ER(red), I(infrared) (1975-1988年代)
 - これらの画像はDSS(Digitized Sky Survey)プロジェクトによってオンラインで見ることができる。
- GSC (The Guide Star Catalog)
 - 元々はSTScIがHSTのガイドのために作成。GSC 1.*ではPalomar Quick V、SERC Jプレートを使用。測光精度0.1等以下の天体は $V=11.5$ よりも明るい天体で、限界等級が浅い。GSC 2.*ではPOSS-II (J&F), SERC ER, AAOSESプレートを使用。最新版のGSC 2.3では測光精度0.1-0.15等、限界等級 $R\sim 20.5$ 。
- USNO catalogs (US Naval Observatory)
 - 最初のバージョン USNO A1, A2 では POSS-I O & E, SERC J, ESO Rプレートを使用。最新の USNO B1.0 ではさらに複数の全天サーベイプレートを使い、合計3バンド、それぞれ2回の観測をまとめたもの。限界等級は $V=21$ 、測光誤差は0.3等程度。
- Hipparcos-Tycho catalogs
 - ESAの天文位置観測衛星 Hipparcosが取得したデータを元に作成されたカタログ。位置精度が高いことに加えて、 $B=11$ 程度までは測光精度も0.1等以下で高い。Johnson B, Vに比較的近い2つの等級を定義。明るい星に対しては現在で最も信頼性の高いカタログ。
- UCAC (USNO CCD Astrograph Catalog)
 - 地上20cm望遠鏡＋CCDによる全天サーベイ。UCAC1は南天のみ、UCAC2では北天が加わり、最終版のUCAC3で全天をカバーする。校正には Tycho 2カタログを使用。限界等級 $R=16$ 。
- NOMAD (Naval Observatory Merged Astrometric Dataset)
 - 上記カタログや2MASSカタログを合わせたもの。便利に思えるが、引用すると孫引きになる可能性もあるので注意。
- SDSS (Sloan Digital Sky Survey)
 - サーベイ用に開発された2.5m望遠鏡を使って観測されたカタログ。本来は遠方クエーサーの探査が目的で、撮像はu,g,r,i,zの5バンド、さらに分光のデータベースが作られた。全天ではなく北天の一部を観測したが、 $r=22.2$ と非常に深い限界等級を誇る。
- 2MASS
 - 近赤外線全天サーベイ。専用の1.3m望遠鏡をアメリカ、チリの2か所の設置。J,H,Ksバンド、限界等級は $Ks\sim 14$ 。近赤外線域では現在標準的なカタログ。

変光星データベース

- AAVSO
 - American Association of Variable Star Observers
 - 元々はアメリカのアマチュア観測者の団体だったが、現在は世界で最もメジャーな変光星観測者団体で、研究者との連携も多い。1911年創立で長い歴史をもつ。
 - 観測者はWEBで観測結果を報告。データベースに追加される。データベースからは光度曲線を見ることができるが、研究への利用には許可が必要。
- VSNET
 - Variable Star Network
 - 京都大学宇宙物理学教室の研究者が運営。1993年から電子メールを使った観測者間での変光星の情報交換が開始され、WEBでの情報公開などのシステムが確立されていった。インターネットを利用した変光星の情報交換&データ収集において世界的に先駆的な役割を果たした。
 - 現在はメーリングリストサービスのみ運用されており、WEBでの情報公開は行われていない。データが欲しい人は管理者(野上氏、加藤氏、いずれも京大)に連絡すること。
- VSOLJ
 - 日本変光星観測者連盟
 - 日本の団体。1920年台からの国内の変光星観測データベースを保有している。
- 全天サーベイから
 - ASAS, CSS等の全天サーベイはリアルタイムで変光星データベースを更新しており、データの取得も自由にできるものが多い。

変光星概論

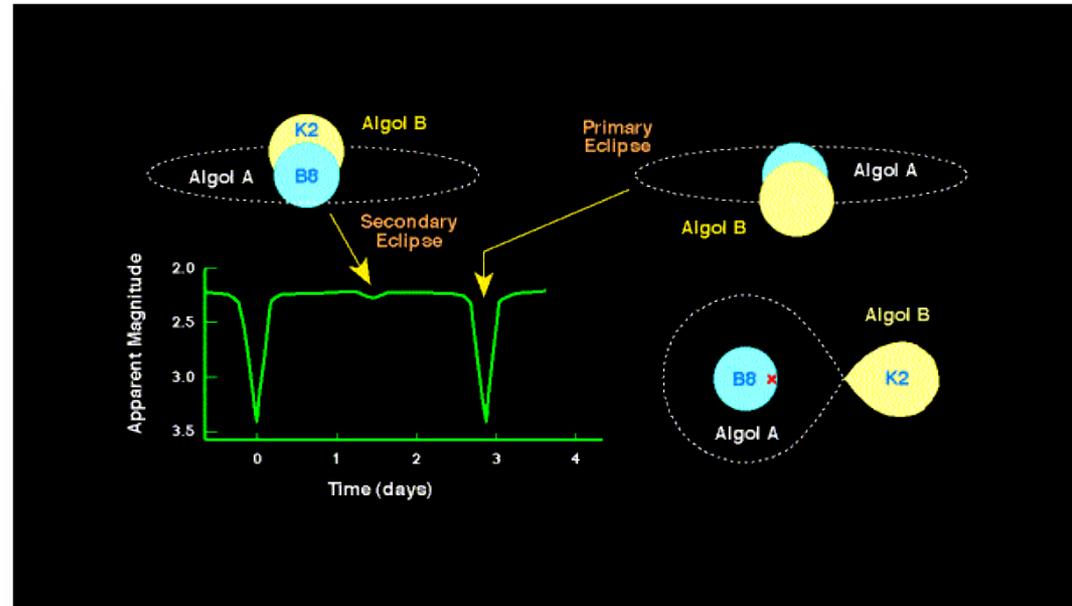
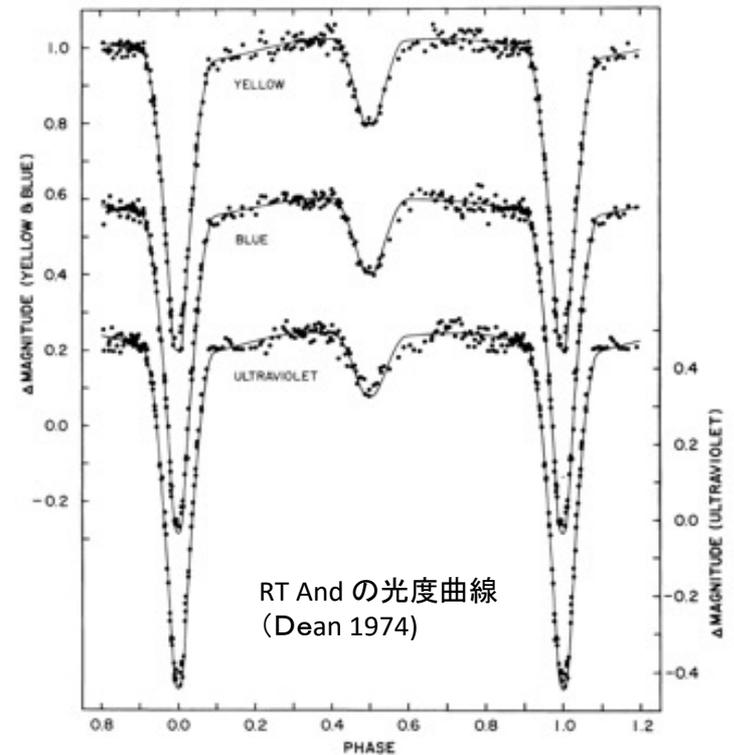
- 食連星
- 脈動星
- 激変星
- 超新星
- 爆発型変光星
- その他

食連星 (eclipsing variables)

- 食連星
 - 最初の発見はアルゴル(ペルセウス座 β 星)で、発見年は1667年。これがミラ(脈動変光星)に次ぐ、2つめの変光星の発見とされる。
- 分類: 光度曲線の形状で分類される
 - アルゴル型 Algol-type (EA)
 - こと座 β 型 Beta Lyrae-type (EB)
 - おおぐま座W型 W UMa-type (EW)

アルゴル型食連星 (Algol-type; EA)

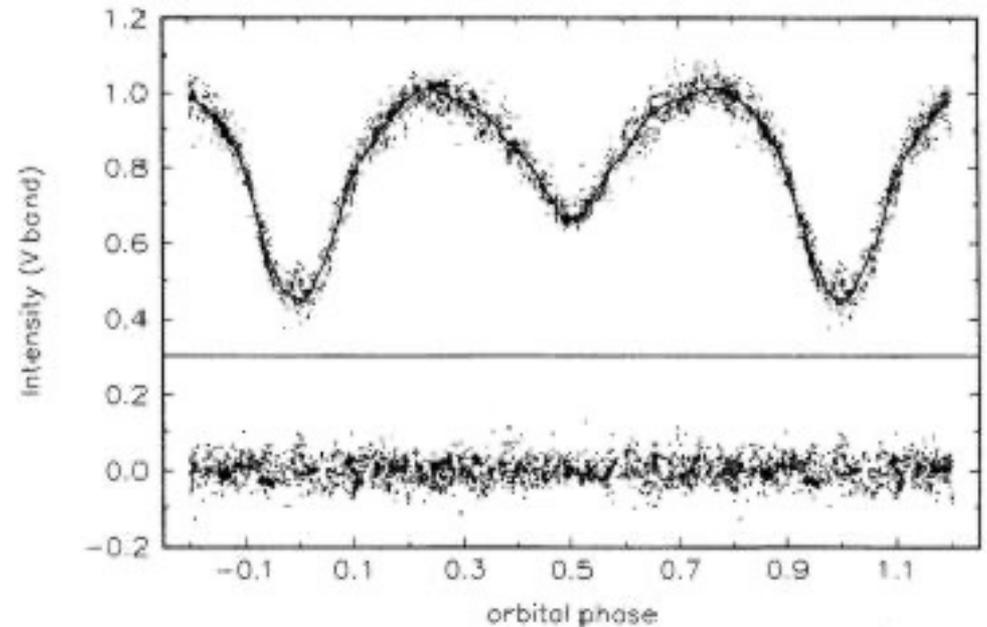
- 光度曲線で定義
 - 食外で平坦
 - 楕円変光や反射成分の寄与が小さい
- 周期: 10時間一数十年
 - 数日周期のものが発見されやすい
- アルゴル
 - K型巨星とB型主系列星の連星系。K型星がロッシュローブを満たして、B型星にガスを流している。
- アルゴルの進化経路
 - 一見すると低質量星であるK型星(伴星)の方が進化が進んでいるように見える。これは、元々は伴星の方が質量が大きく先に進化した結果、その質量の一部が相手の星に移動し、自身は大部分の質量を失い、低質量星になったものと考えられている。



こと座β型食連星 (β Lyr-type ; EB)

- 光度曲線で定義
 - 食外でも変光が大きい
 - 楕円変光(ellipsoidal modulation)が強い
 - 主極小と副極小の振幅が異なる
- 周期: だいたい1日以上、100日
- こと座β星
 - B型星がロッシュローブを満たし、相手の星(おそらくB型星よりも重い)の周りに降着円盤を形成。円盤によるB型星の食が観測される。

β Lyr の光度曲線 (Harmanec et al. 1996)



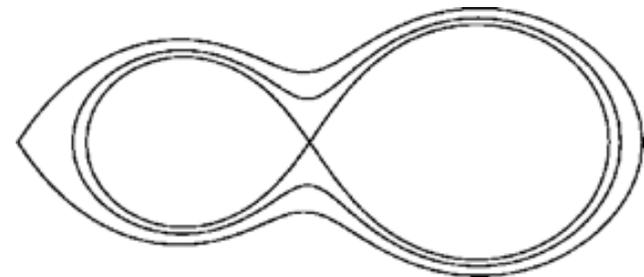
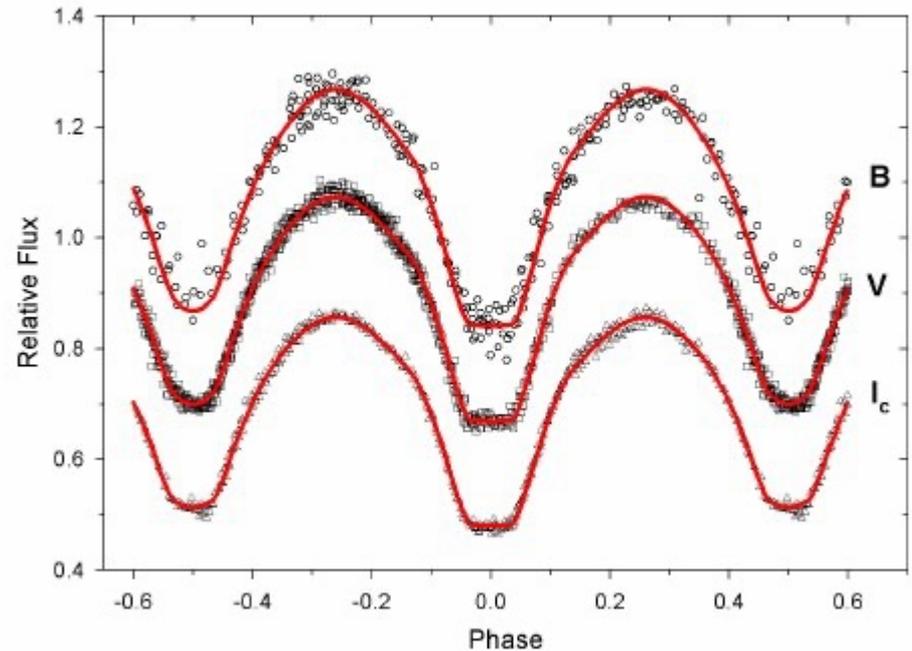
β Lyrの想像図
(Fahad Sulehria)



おおぐま座W型食連星 (W UMa-type; EW)

- 光度曲線で定義
 - 食外の変動が大きい
 - 楕円変光が強い
 - 主極小と副極小の振幅がほぼ等しい
 - 接触連星 (contact binary): 共通外層をもって、連星の両成分の表面温度が等しくなる
- 周期: 7時間—1日
 - EA, EBと比べて短い

GW Cncの光度曲線 (Drozd & Ogloza, 2005)



ロッシュポテンシャルとロッシュローブ

- ロッシュポテンシャル (Roche potential)

$$\Phi_R = -\frac{GM(1)}{(x^2 + y^2 + z^2)^{1/2}} - \frac{GM(2)}{((x-a)^2 + y^2 + z^2)^{1/2}} - \frac{1}{2}\Omega_{\text{orb}}^2[(x-\mu a)^2 + y^2],$$

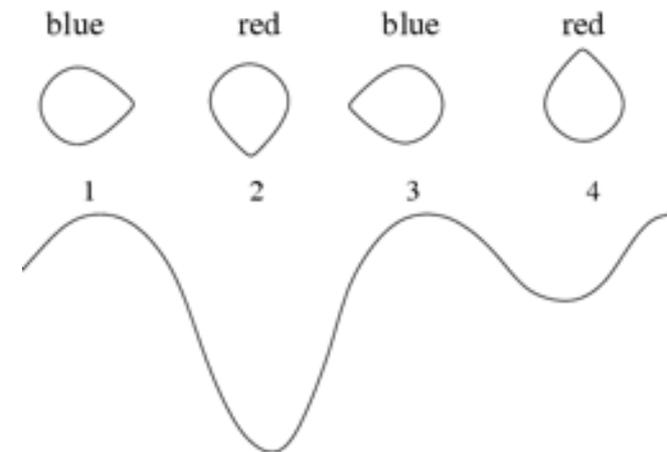
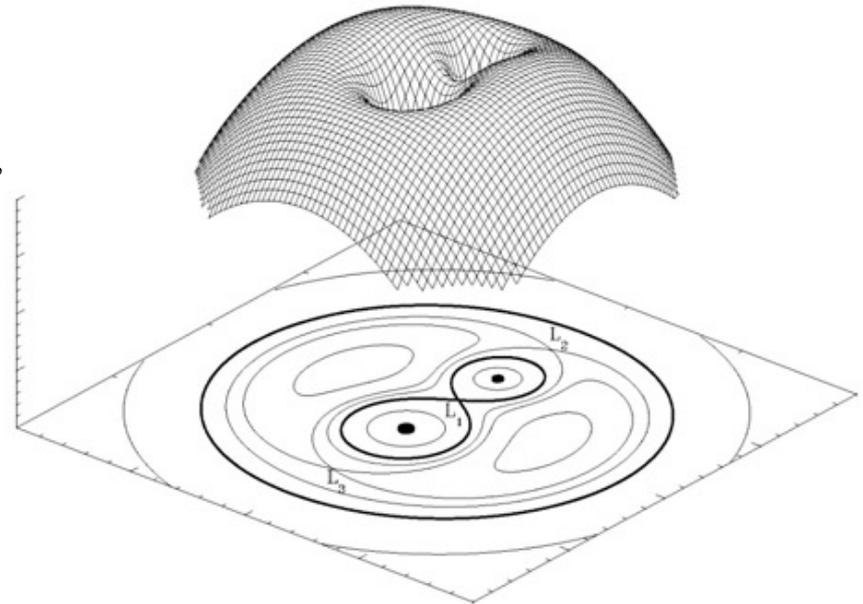
$$\mu = M(2)/[M(1)+M(2)],$$

$$\Omega_{\text{orb}} = 2\pi / P_{\text{orb}}$$

- 重力源と遠心力がつくるポテンシャル
- ロッシュローブ (Roche lobe) = 等ポテンシャル面
- 形状は質量比だけで決まる
- サイズは各要素の質量が決める
- ラグランジュ点
 - L1: 連星間の質量輸送はここから
 - L2: 伴星側
 - L3: 主星側

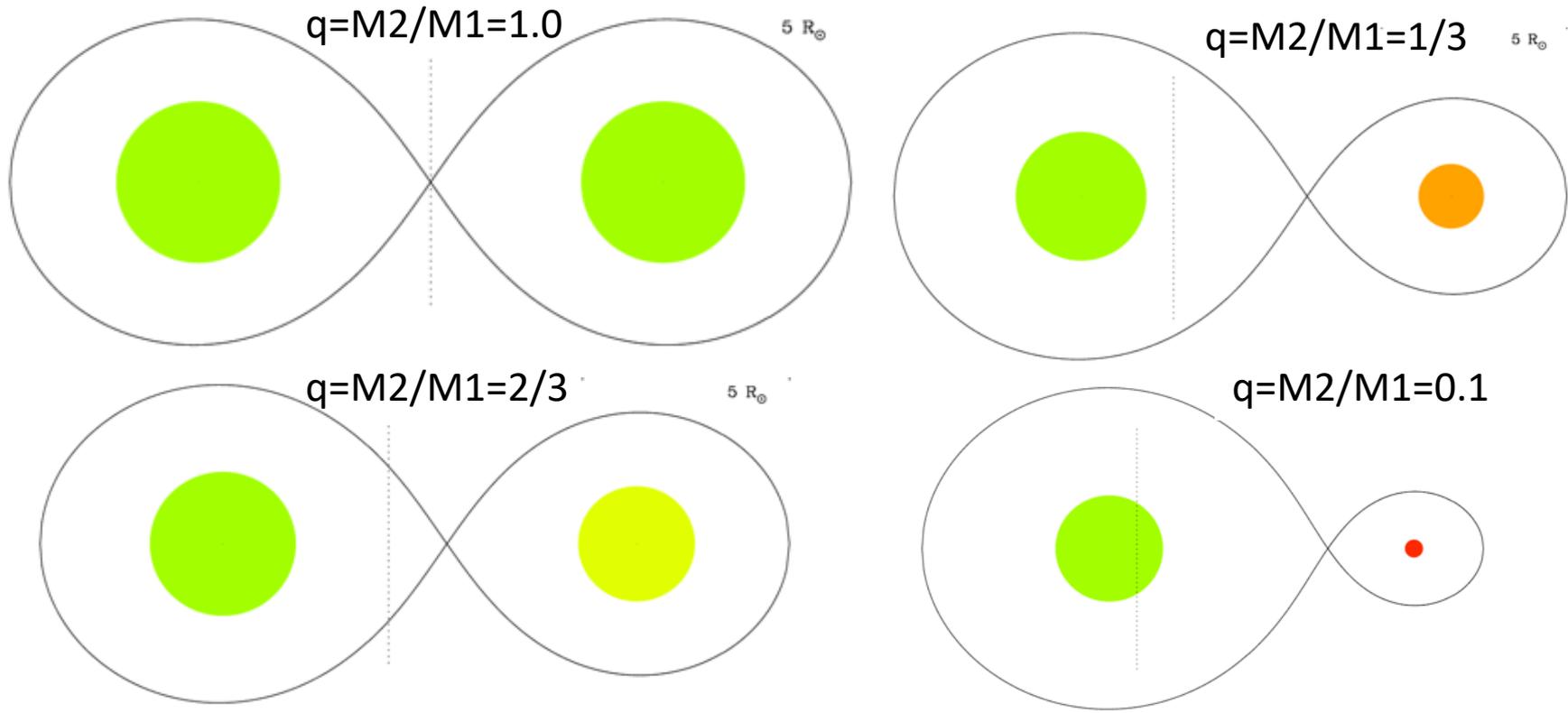
- 楕円変光 (ellipsoidal modulation)

- ロッシュローブを満たすかそれに近い状態にある星が回転することで見える変光。
- 重力減光 (gravitational darkening) の効果で主極小と副極小ができる。
- 連星質量比と軌道傾斜角で形状が決定する。視線速度曲線と合わせて、質量を含む連星系のパラメータが決定できる。

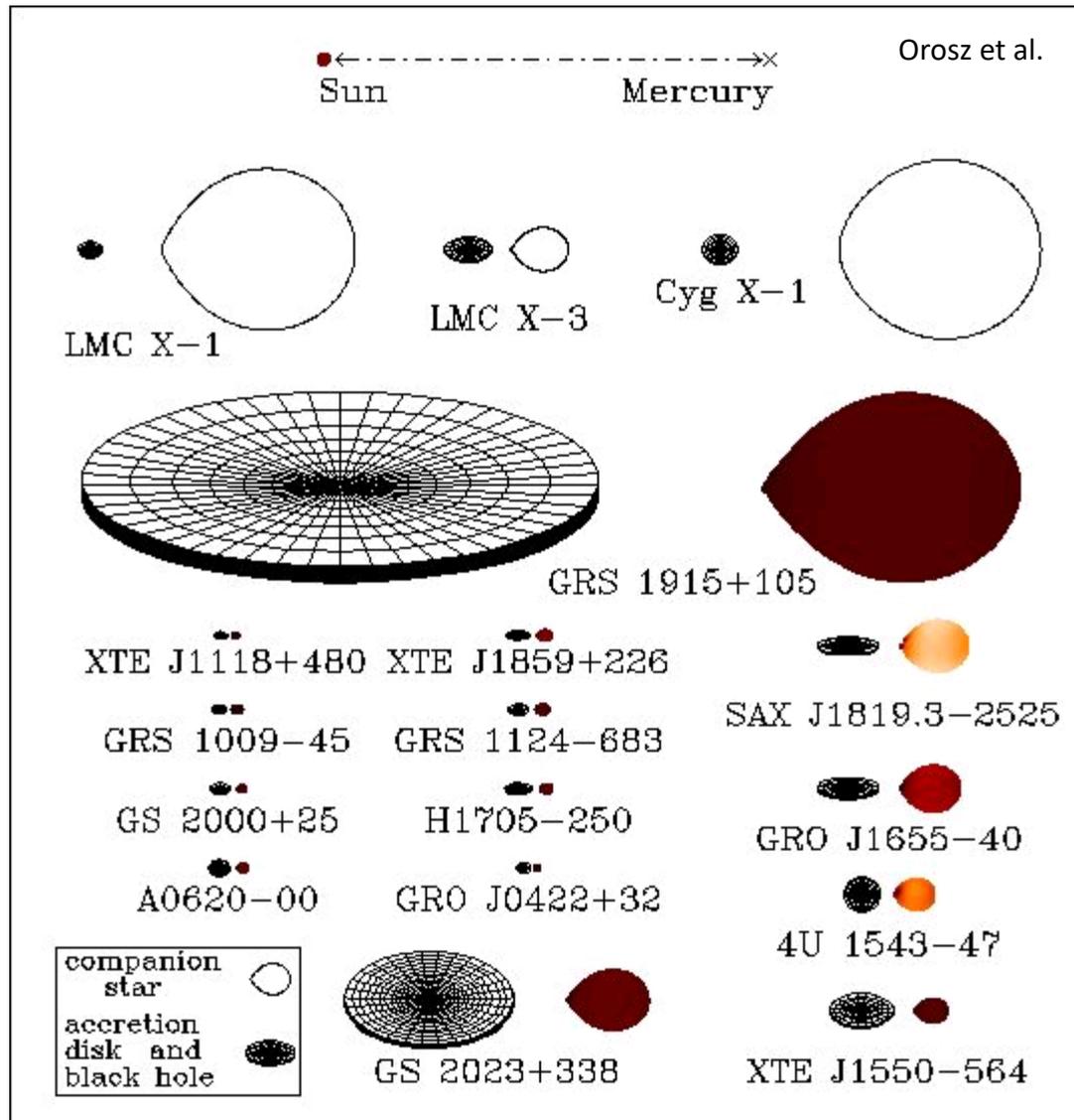


様々な連星質量比でのロッシュローブ

天体	質量比 ($q = M2/M1$)	天体	質量比 ($q = M2/M1$)
アルゴル (食連星 EA)	0.22	WZ Sge (矮新星 UGSU)	0.09
GK Per (新星・矮新星 NA,UG)	0.48	Cyg X-1 (X線連星 BHXB)	~2.0
U Sco (反復新星 NR)	0.55	Cyg X-2 (X線連星 NSXB)	0.34
U Gem (矮新星 UGSS)	0.34	KV UMa (X線連星 BHXB)	0.04
Z Cha (矮新星 UGSU)	0.15		



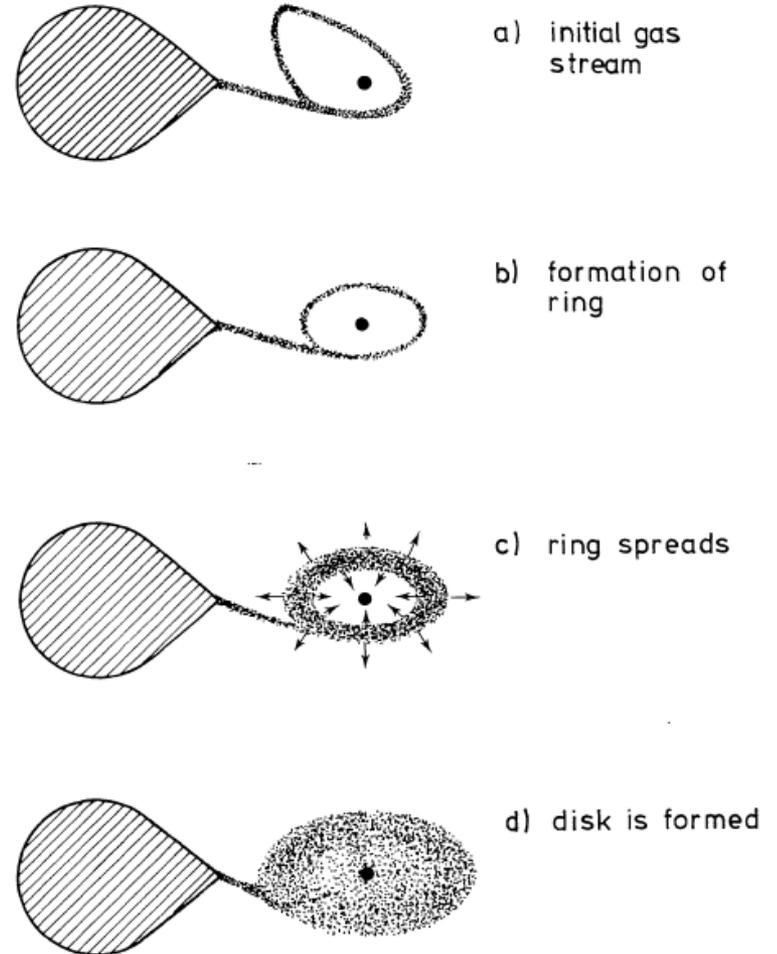
様々なロツシュローブ (X線連星)



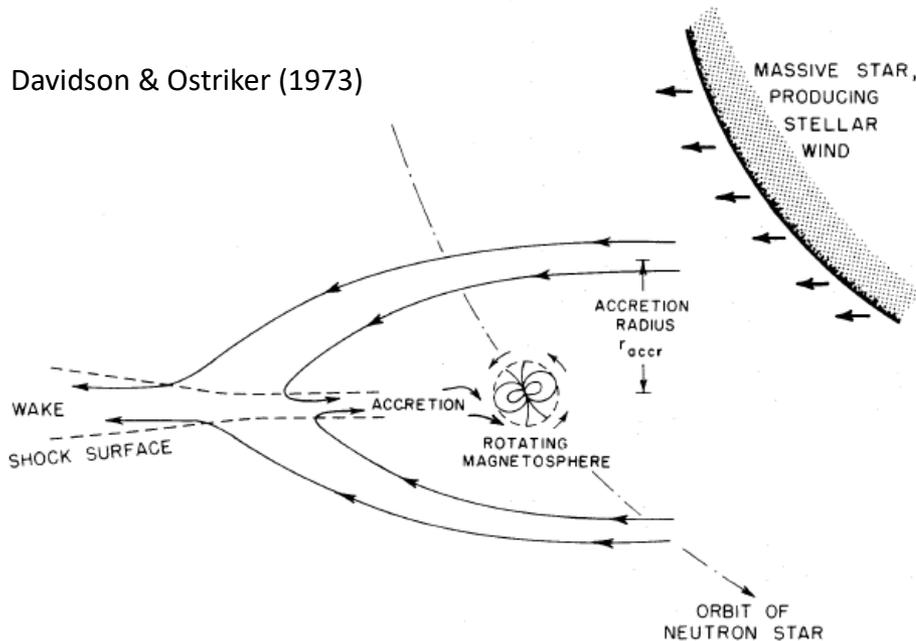
質量輸送過程

- ロッシュローブオーバーフロー (Roche lobe overflow)
 - ロッシュローブを満たした星からL1点を通して相手の星にガスが流れ込む (gas stream)
 - Circularization radius (Lubow-Shu radius; Lubow & Shu 1975) でトーラスを形成
 - 角運動量輸送機構(粘性)が効果的に働けば、降着円盤が形成される
 - 質量降着を受ける相手の星の半径が Lubow-Shu半径に近いかそれよりも大きくなると、gas stream は直接相手の星に当たる
 - ロッシュローブオーバーフローの場合、静的に質量降着するため、降着円盤の理論モデルと比較しやすい
- Wind accretion
 - 主にOB型星の非常に強い恒星風の一部が、相手の星の重力に捕えられて降着する。質量放出する側は必ずしもロッシュローブを満たす必要はない
 - 大質量X線連星など

Verbunt (1982)

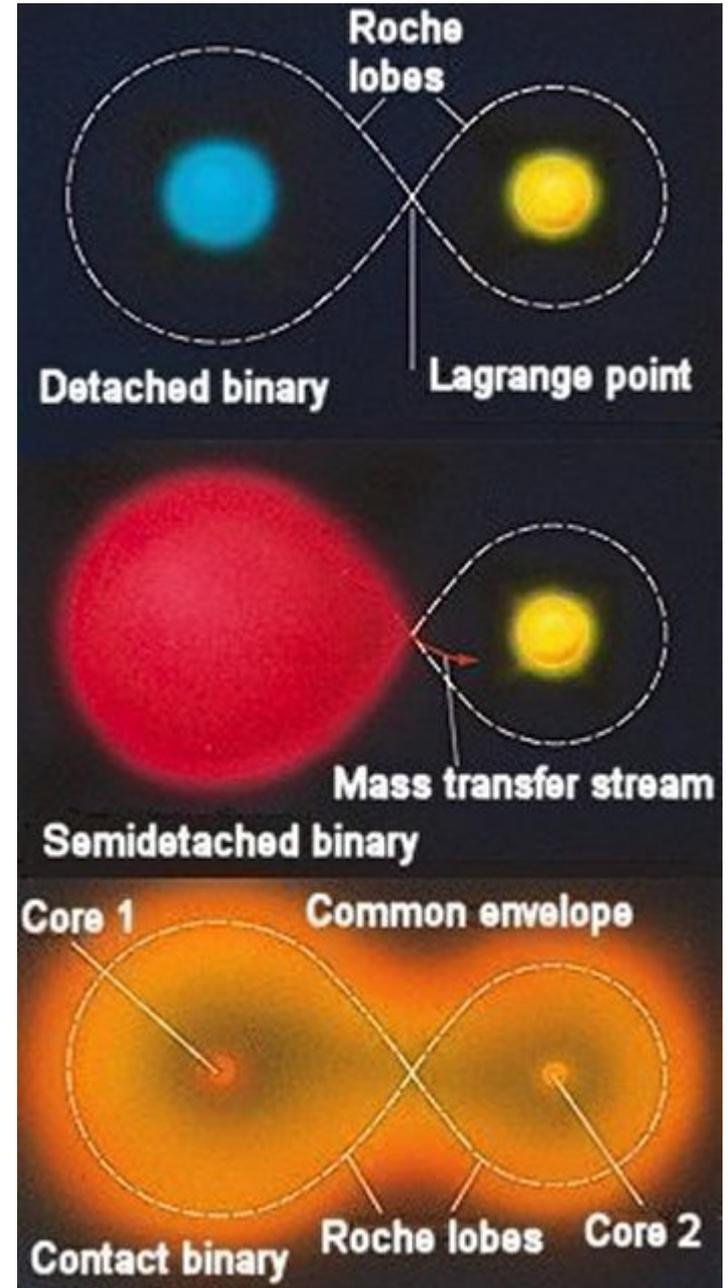


Davidson & Ostriker (1973)



連星系の分類

- 観測手法による定義
 - 実視連星 (visual binary)
 - 固有運動で連星の運動が見える
 - 分光連星 (spectroscopic binary)
 - スペクトルのラインの視線速度変化に周期的な変動が見える
 - 食連星 (eclipsing binary)
- Close binary (近接連星系)
 - Detached binary (分離型連星)
 - 食が無ければ一般的に発見は難しい
 - Semi-detached binary (半分離型連星)
 - Contact binary (接触連星)
 - 共通外層 (common envelope) を形成する
- 他の用語
 - Interactive binary
 - 連星の両要素がそれぞれ互いになんらかの影響を与えている連星を指す。質量輸送によるものが多く、重力によって楕円変光が見えているものもこれに該当する。



連星進化理論

- 半分離型連星の進化は、即ち質量輸送に伴う角運動量のやりとりで決まる。ここでは簡単のため、質量と角運動量が保存する条件で連星の進化を考える (King 1988)。
- 今、星2がロッシュローブを満たしているとする。

ケプラーの第三法則より、

$$J = M_1 M_2 \left(\frac{Ga}{M} \right)^{\frac{1}{2}}. \quad \text{連星系全体がもつ角運動量}$$

この式を対数とって微分すると

$$\frac{\dot{a}}{a} = \frac{2\dot{J}}{J} + \frac{2(-\dot{M}_2)}{M_2} \left(1 - \frac{M_2}{M_1} \right).$$

この式に、L1点までの距離の近似式

$$\frac{R_L}{a} = \frac{2}{3^{\frac{1}{3}}} \left(\frac{q}{1+q} \right)^{\frac{1}{3}} = 0.462 \left(\frac{M_2}{M} \right)^{\frac{1}{3}}, \quad q \lesssim 0.8$$

を使うと、

$$\frac{\dot{R}_L}{R_L} = \frac{2\dot{J}}{J} + \frac{2(-\dot{M}_2)}{M_2} \left(\frac{5}{6} - \frac{M_2}{M_1} \right).$$

さらにその星が主系列星の場合(質量一半径の関係を利用)

$$\frac{(-\dot{M}_2)}{M_2} = \frac{-\dot{J}/J}{4/3 - M_2/M_1}. \quad \frac{\dot{a}}{a} = \frac{2/3}{4/3 - q} \frac{\dot{J}}{J} \frac{\dot{P}}{P} = \frac{1}{4/3 - q} \frac{\dot{J}}{J}$$

これらの式が意味することは、

- $q = M_2/M_1 > 5/6$ の時 (ほぼ $M_2 > M_1$ の時): 質量輸送するとロッシュローブが小さくなり、さらにガスが押し出されて質量輸送が進む。その結果、暴走的な質量輸送が続き、連星間距離は縮む (spiral-in)。
- $q = M_2/M_1 < 5/6$ の時 (ほぼ $M_2 < M_1$ の時): 質量輸送するとロッシュローブが大きくなり、質量輸送が止まる。従って、この条件下で安定した質量輸送を保つためには、星が(例えば巨星になって)膨張するか、もしくは連星系全体から角運動量を抜く必要がある。

- $q < 5/6$ の場合で単独星として進化していないケースは、激変星など多くみられる。この時の角運動量抜き取り機構としては重力波放出と magnetic braking が有力とされている。
- 重力波の場合、Landau & Lifschitz (1958) より、

$$\left. \frac{\dot{J}}{J} \right|_{\text{GR}} = -\frac{32}{5} \frac{G^3}{c^5} \frac{M_1 M_2 M}{a^4}.$$

L1点までの距離の近似式と、主系列星の質量半径関係を使うと、それぞれ、

$$\left. \frac{\dot{J}}{J} \right|_{\text{GR}} \propto \frac{M_1 M^{\frac{7}{3}}}{M^{\frac{1}{3}} R_2^4}, \quad -\dot{M}_2 = \dot{M}_{\text{GR}} \simeq 10^{-10} \left(\frac{P_h}{2} \right)^{\frac{2}{3}} M_{\odot} \text{ yr}^{-1},$$

Magnetic braking は、星に付随した磁場が星の自転に伴い表面の角運動量を遠方へ運ぶもので、定量的な見積もりには星の磁場活動=ダイナモ理論の理解が必要となる。

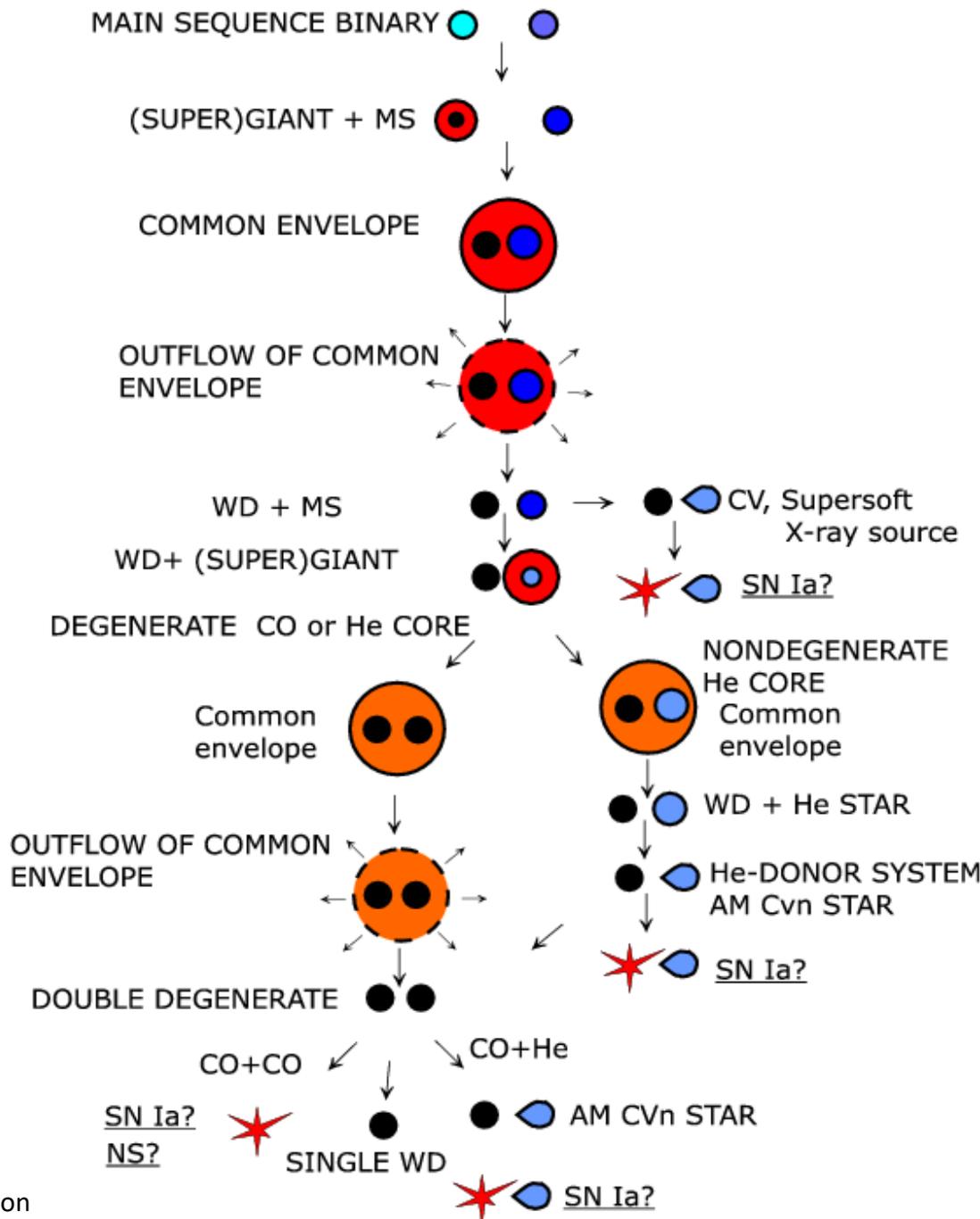
Verbunt & Zwaan (1981) は近似式として以下を与えている。

$$-\dot{M}_2 = \dot{M}_{\text{MB}} \simeq 6 \times 10^{-10} \left(\frac{P_h}{3} \right)^{\frac{5}{3}} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}.$$

典型的な進化経路

1. 低質量連星

CLOSE BINARIES



- 1Mo程度の連星系
- 主星の進化により最初の共通外層期を経て、激変星へ
- 激変星の後は
 - 白色矮星の質量が小さく、連星周期が短ければ、激変星のまま
 - 白色矮星の質量が大きい、もしくは、伴星質量が適度に大きければ、Type Ia 超新星?
 - 伴星の質量が大きければ、2回目の共通外層期を迎えて、AM CVn星(白色矮星同士の連星系)へ。その後はType Ia 超新星?

典型的な進化経路

2. 大質量連星

- 大質量星どうしの連星系
- 主星の超新星爆発時に伴星が適度な距離にいることが重要
 - 近すぎると連星系が破壊される
 - 遠すぎると最後まで interactive binary になれない
- 超新星爆発の影響で、大きな固有運動を持つ天体が多い
- 伴星の質量が大きいと wind accretion する大質量X線連星になり、質量が小さくかつ近傍に伴星がいればロッシュローブオーバーフローで質量輸送する低質量X線連星になる。

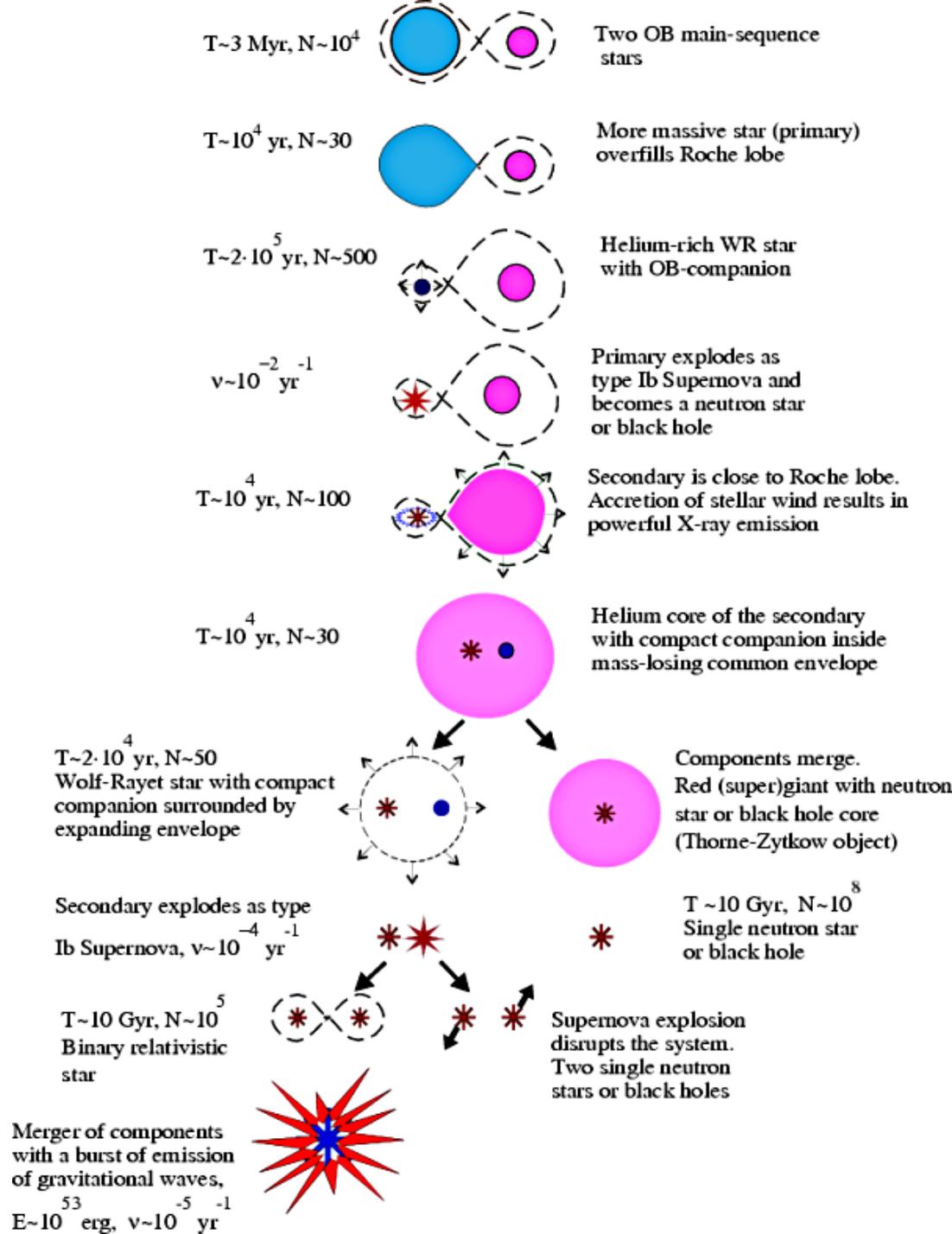
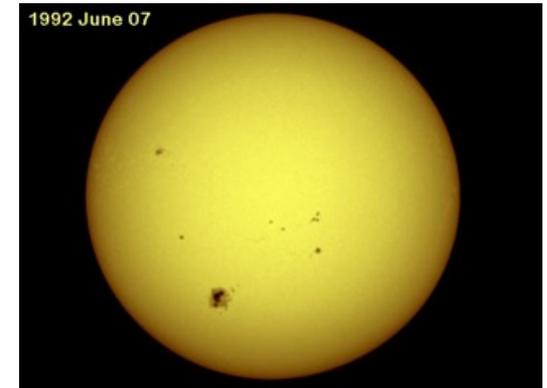


Figure from Lev. R. Yungelson

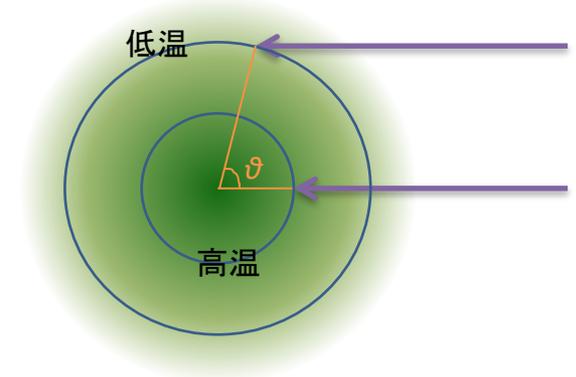
食連星の光度曲線モデル

- Limb-darkening効果（周縁減光）
 - 星中心部と周縁部で光学的厚さ=1(光球)になる実際の位置が異なるために観測される現象。
 - 近似式: $I(\theta) = I(0)[1 - u(1 - \cos\theta)]$
 - I : specific intensity, u : limb-darkening coefficient, ϑ : 図参照
 - Limb-darkening coefficient
 - $u = [I(\text{center}) - I(\text{limb})]/I(\text{center})$
 - 星の温度と観測波長帯に依存する。
 - 例: 5000K、 $\log(g)=3.0$ で $u_v=0.7$, $u_K=0.2$ (e.g. van Hamme, 1993)
 - 球形の単独星でも。
- Gravity-darkening効果（重力減光）
 - von Zeipel (1924): $F \propto g_{\text{eff}}^{\tau} \Rightarrow T_{\text{eff}} \propto g_{\text{eff}}^{\tau/4} = g_{\text{eff}}^{\beta}$
 - F : flux, g_{eff} : 表面重力, τ : gravity-darkening coefficient, β : gravity-darkening exponent
 - Gravity-darkening coefficient & exponent
 - 外側が放射層の場合(大質量星): $\tau=1$, $\beta=0.25$ (von Zeipel's law)
 - 外側が対流層の場合(低質量星): $\tau=0.32$, $\beta=0.08$ (Lucy's law)
 - g と F の関係なので、光の波長には依存しない。
 - 楕円体の星(高速回転 or Roche lobeを満たす/近い)で効果が目立つ。

太陽の周縁減光 (NASA)



光球面(光学的深さ=1)の位置



脈動変光星

脈動変光星

- 脈動変光星の中で最初に発見された(周期的な変光星として認識された)のは、ミラ(くじら座 α 星)。周期は約330日。変光幅は極大で2等、極小で10等台と非常に大きい。

分類

– (広義での)セファイド (CEP)

- Classical Cepheid (δ Cephei; DCEP): タイプI。FGK型星。HR図上の水平分岐(Horizontal branch)上の天体。周期1–135日、振幅: <2等。動径脈動。北極星もこの分類に入る。
- W Vir (CW): タイプII。周期: 0.8–35日、振幅: 0.3–1.2等。 δ Cephei の種族II版で、周期–光度関係が異なる。
- RR Lyrae: タイプII。AF型巨星。Horizontal branch上の天体で、球状星団のHR図で有名。周期: 1日以内。振幅0.2–2等。脈動周期の他に、10-100日の周期で光度曲線の形状が変化する「Blazhko効果」が存在する。
- β Cephei (BCEP): タイプI。OB型主系列星。周期0.1–0.6日、振幅: 0.01–0.3等。ほとんどは動径脈動。多重周期。
- SPB: slowly pulsating B stars。周期1-3日。Waelkens (1991) で報告。
- δ Scuti (DSCT): タイプI。A-F型星。周期0.01–0.2日、振幅: 0.003–0.9等。動径・非動径脈動の両方が観測される。
- SX Phe (SXPHE): タイプII。 δ Sctの種族II版とされる。周期–光度関係が異なる。
- ZZ Ceti (ZZ): 白色矮星。非動径脈動。周期30秒–25分。振幅0.001–0.2等。白色矮星のスペクトル分類に従って、DAV(水素の吸収線)、DBV(ヘリウムの吸収線)と記述されることもある。
- RV Tau (RV): タイプII。FG–KM型超巨星。周期30-150日、振幅3-4等。光度曲線中、主極小と副極小が交互に現れるのが特徴。

– 不規則変光星 (L)、semiregular variables (SR)

- 振幅が2.5等以下

– ミラ型 (M)

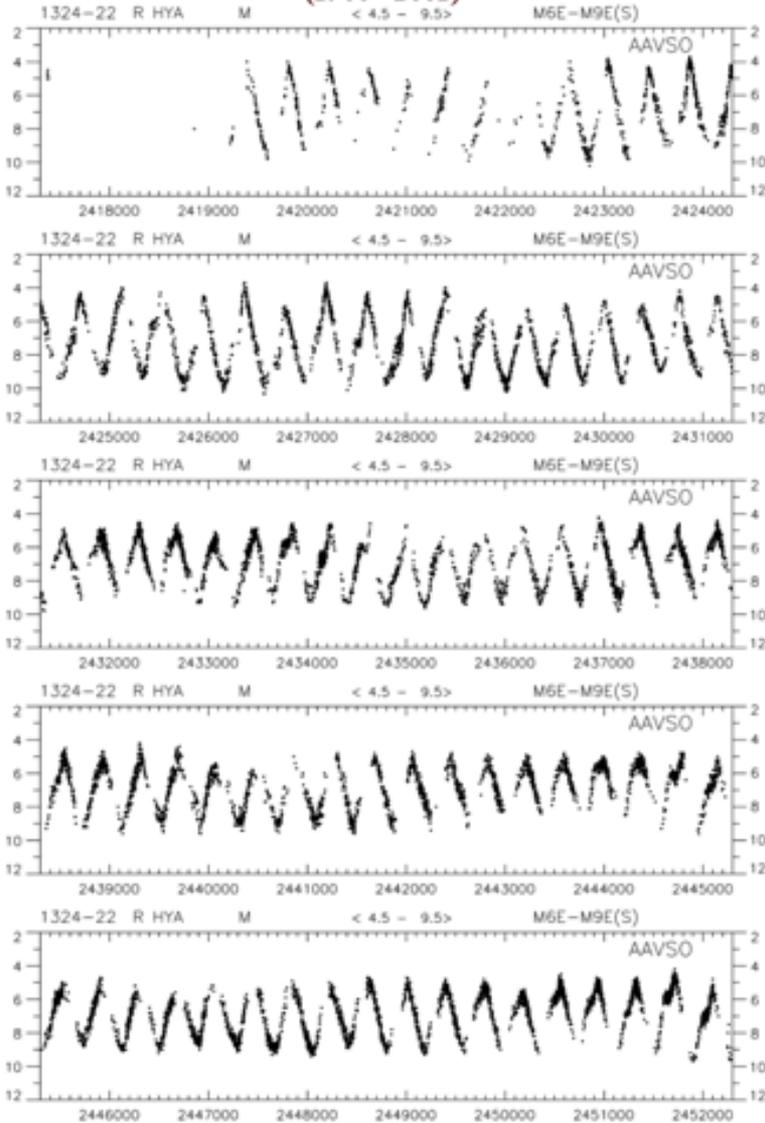
- 周期80日–1000日: long period variables (LPV): 赤色巨星。振幅2.5–11等。

タイプI セファイド と タイプII セファイド

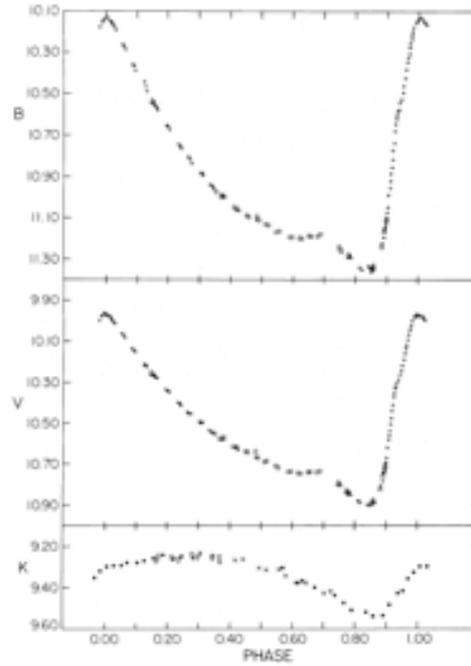
- 周期光度関係が異なる(定義) → 金属量の差による opacityの差が原因
- タイプIの特徴: 銀河円盤内に多く、金属量の多い天体
- タイプIIの特徴: 球状星団や old disk populationに多く、金属量の少ない天体

光度曲線の例

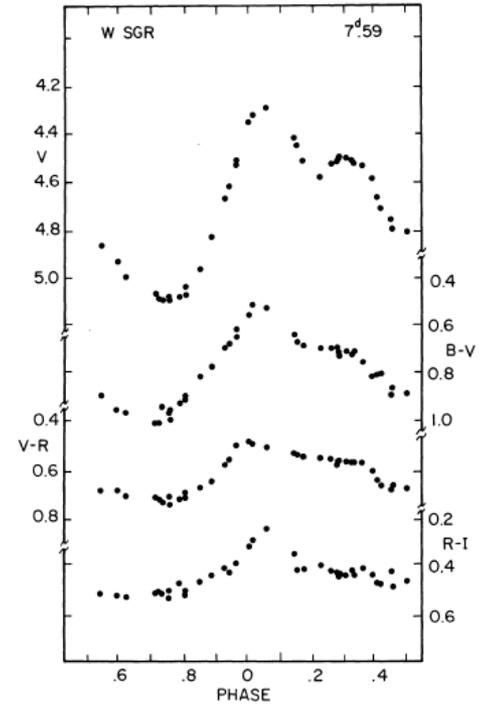
1324-22 R Hydrae
Observations from the AAVSO International Database
(1906 - 2001)



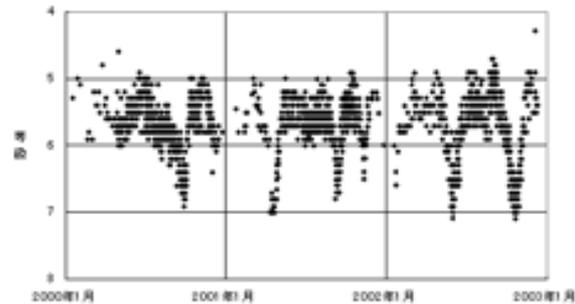
SW Dra (RR) (Jones et al. 1987)



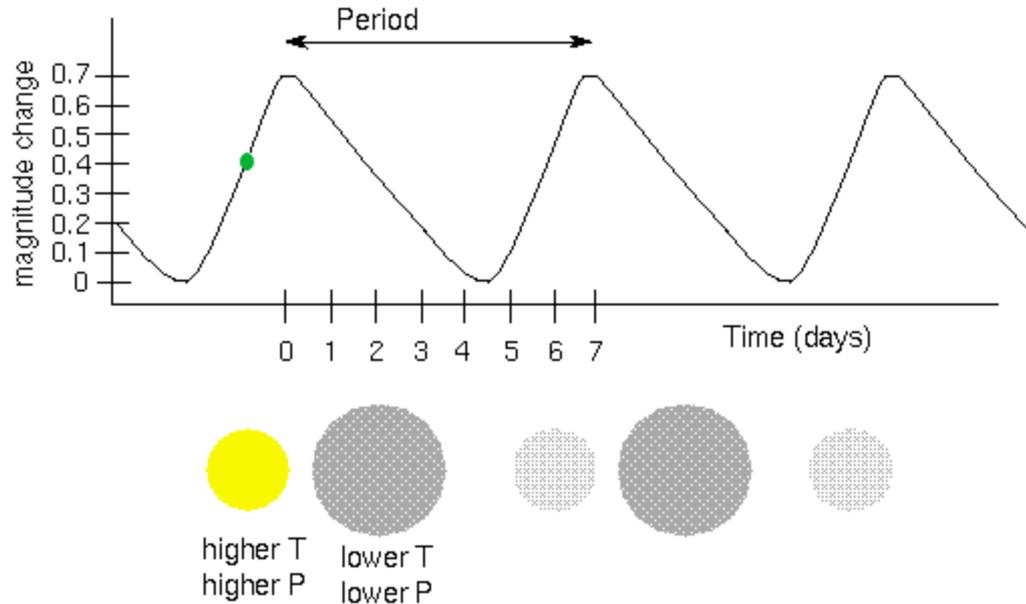
W Sgr (CEP) (Moffett et al. 1980)



R Sct (RV) (VSNET)



動径脈動 (radial oscillation) の原理



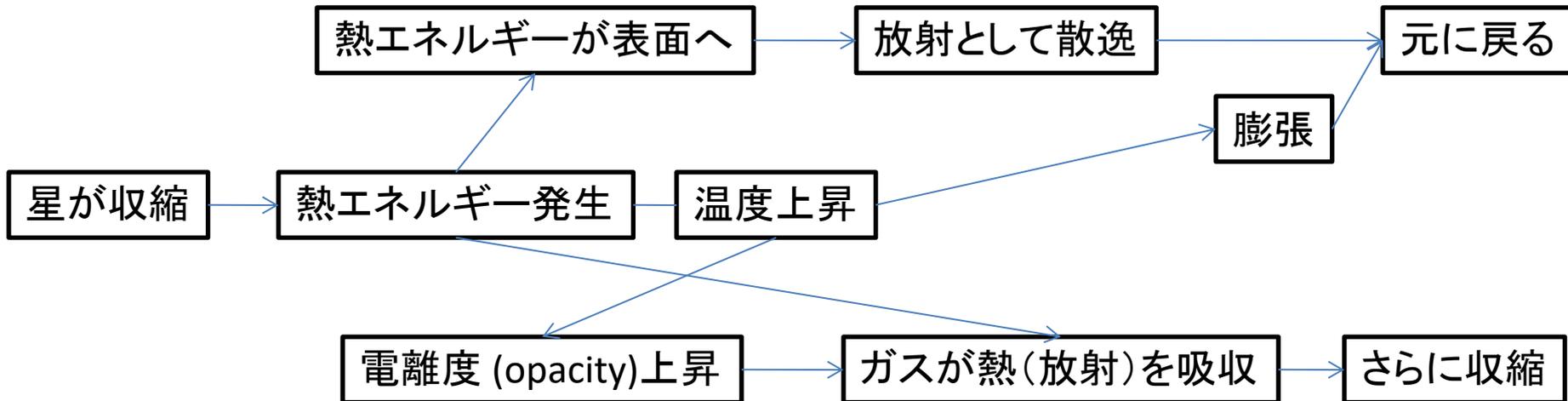
Cepheid variables: outward pressure (P) and inward gravity compression are out of sync, so star changes size and temperature: it **pulsates**.
RR-Lyrae variables are smaller and have pulsation periods of less than 24 hours. Also, their light curve looks different from the *Cepheid* light curve.

κ機構

- κ(カッパ)は opacity を表す記号
- δ Cephei, RR Lyr など、instability strip 中の脈動星を説明できる。これらの天体では、ヘリウムの部分電離ガス起源の電子が opacity の主な役割を果たしている。
- β Cephei などより温度の高い天体では鉄イオンが中心的な役割を果たしているとされる。
- ミラがκ機構で説明できるかどうかはまだ議論されているところ。

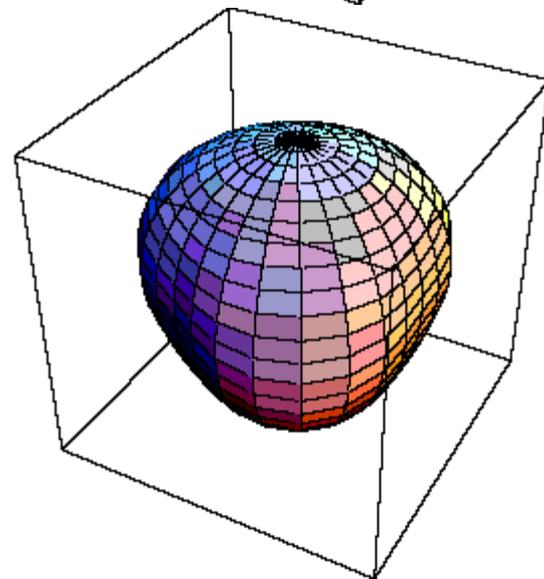
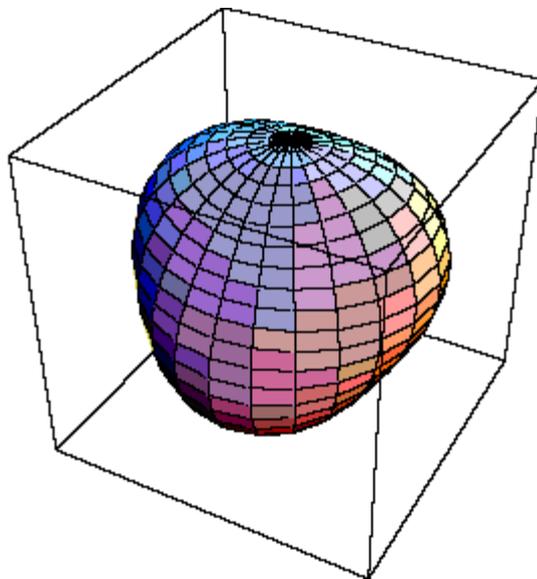
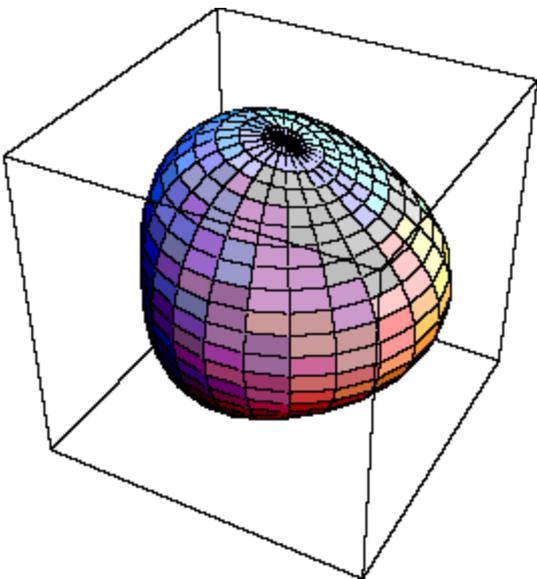
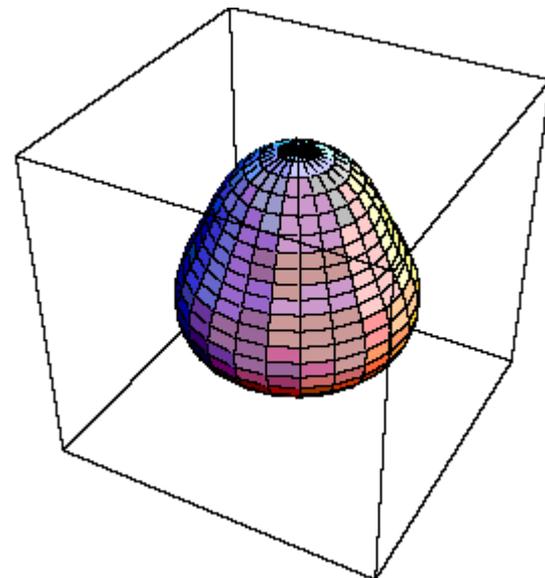
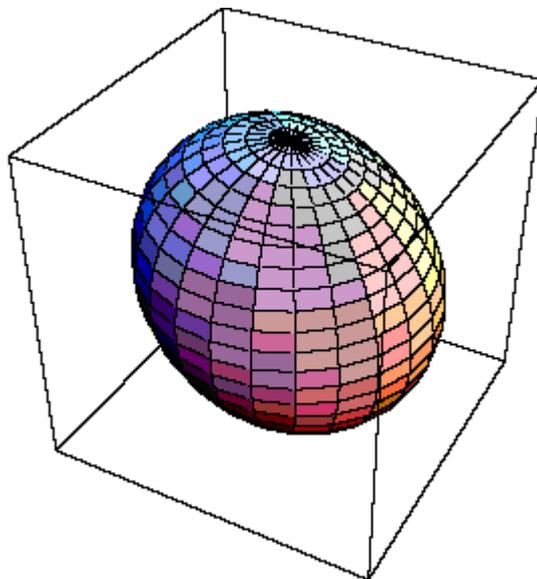
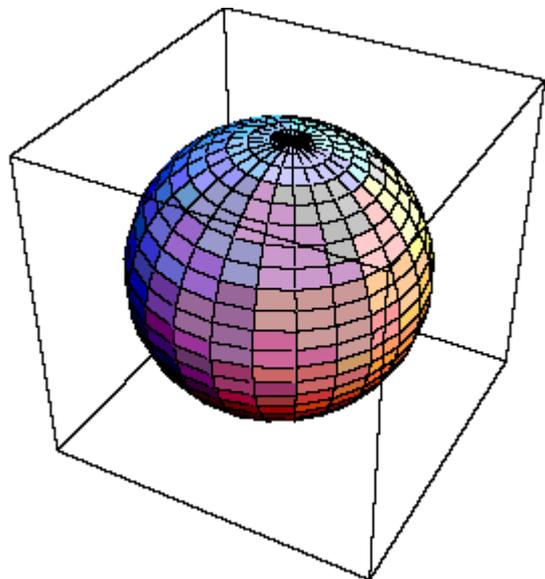
ε機構

- 膨張・収縮による星内部の発熱量の変動を考えたモデルで、脈動星の機構としてκ機構よりも早い時期に議論された。

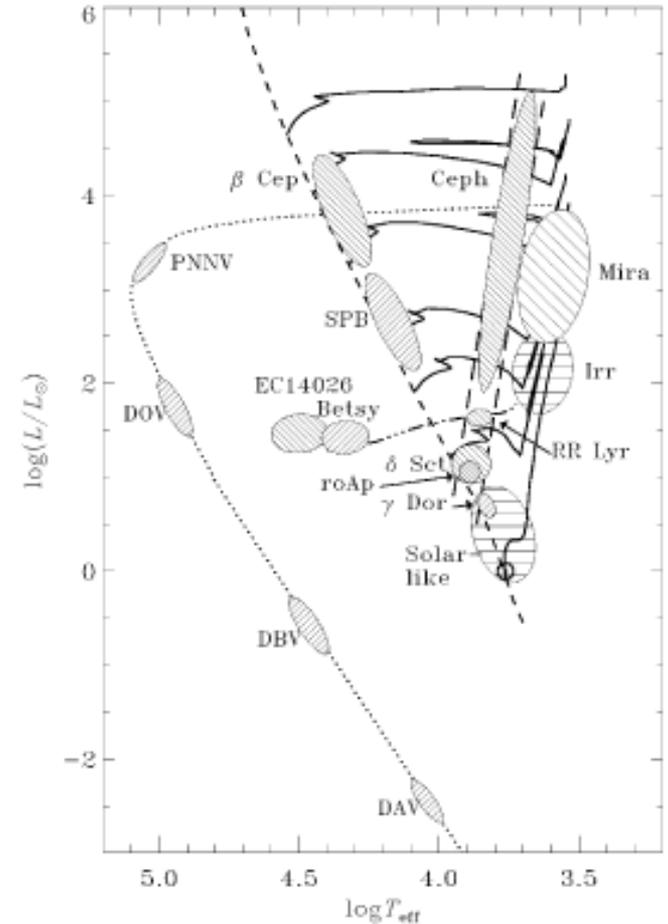
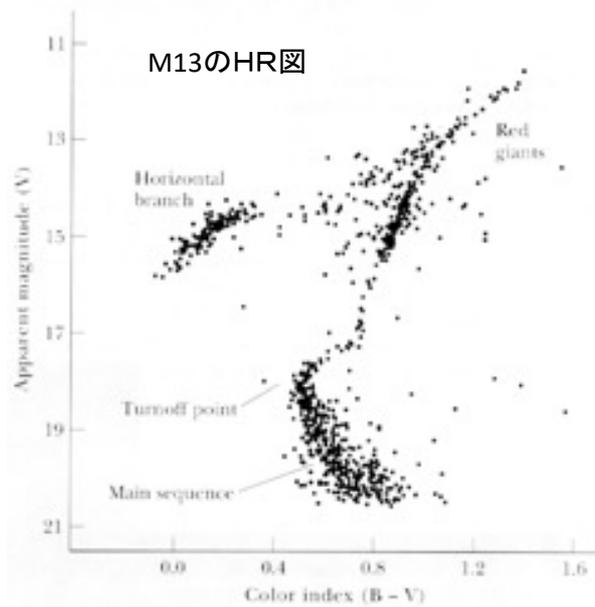


(おまけ) 非動径脈動 (non-radial oscillation)

(by Tim Bedding)



セファイド不安定帯 (Cepheid instability strip)



- 球状星団のHR図で発見
 - Horizontal branch 上で星が存在しない(少ない)部分に相当する
- Instability strip より青側では温度が上昇するため、星表面が部分電離ガスにならない。逆に、赤側では対流層が大きくなるため、 κ 機構が効かなくなる。

周期一光度関係 (period-luminosity relation; PL-relation)

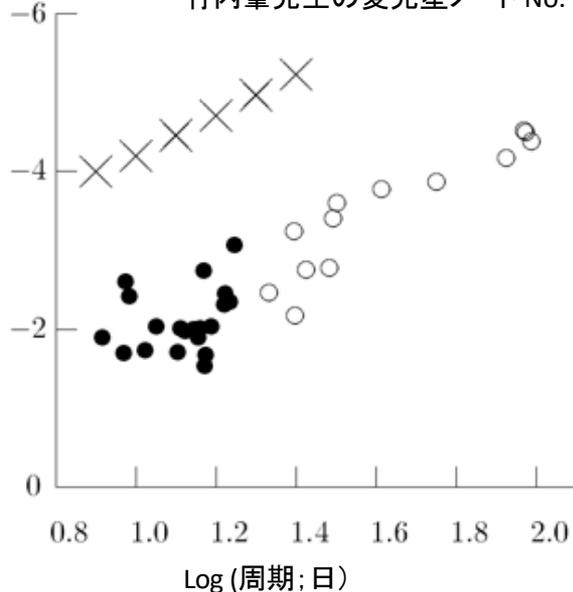
周期一光度関係

- 長周期の天体ほど絶対等級が明るくなる
- 周期から天体の絶対等級が推測できるため、距離の指標に用いられる
- タイプIとII セファイドでは周期一光度関係が異なる
- 銀河系内タイプIセファイドの周期光度関係 (Feast & Catchpole 1997; Hipparcosの三角視差データを使って)

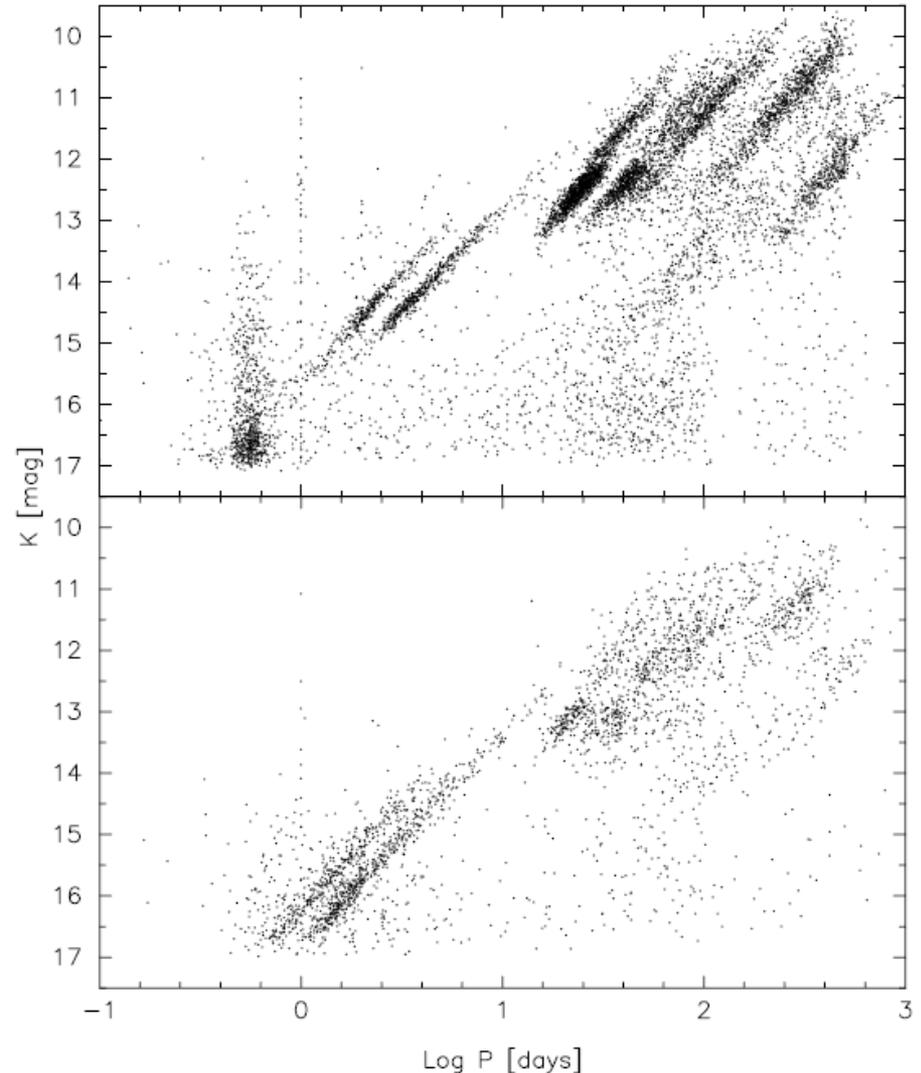
$$M_v = -2.81 \log(P_{\text{days}}) - 1.43$$

実視絶対等級

竹内峯先生の変光星ノート No. 2 より

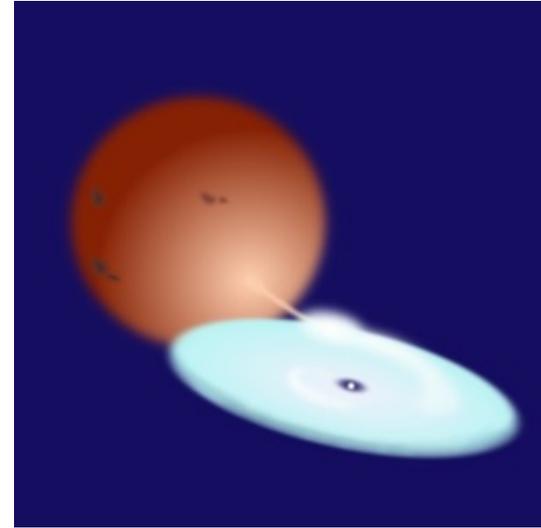


LMC, SMCの脈動星の周期一K等級関係
(Ita et al., 2004)



激変星

- 新星
- 矮新星
- 新星状天体
- 強磁場激変星
 - Polar
 - Intermediate polar
- 共生星
- 超新星



- GCVS分類で「激変星」(=cataclysmic variables)と言う場合、超新星や共生星を含む。
- 一方で「白色矮星+赤色矮星の連星系」として、新星、新星状天体、矮新星、強磁場激変星のみを1つのグループとして扱うこともある。この場合 cataclysmic binaries または、cataclysmic binary variables と呼ばれることもある。また、新星状天体は一般的に大きな変光を示さないが、このグループに分類される。

古典新星と反復新星

新星 (classical nova; N)

- 白色矮星表面に降り積もったガスがある臨界密度を超えると水素の核融合が始まり、その反応が白色矮星表面で暴走し、表面の大量のガスを吹き飛ばす現象。
- 増光幅10等以上、爆発の継続時間数か月〜数年

反復新星 (再帰新星、回帰新星、再発新星: recurrent nova; NR)

- 2回以上の新星爆発が観測された天体。
- 10年〜数十年の爆発サイクル

光度曲線の特徴と分類

- 減光速度 (極大から3(2)等暗くなるまでの時間: $t_3[t_2]$) で分類される
- Fast nova (NA): $t_3 < 100$ days (反復新星は全て fast nova)
- Slow nova (NB): $t_3 > 150$ days

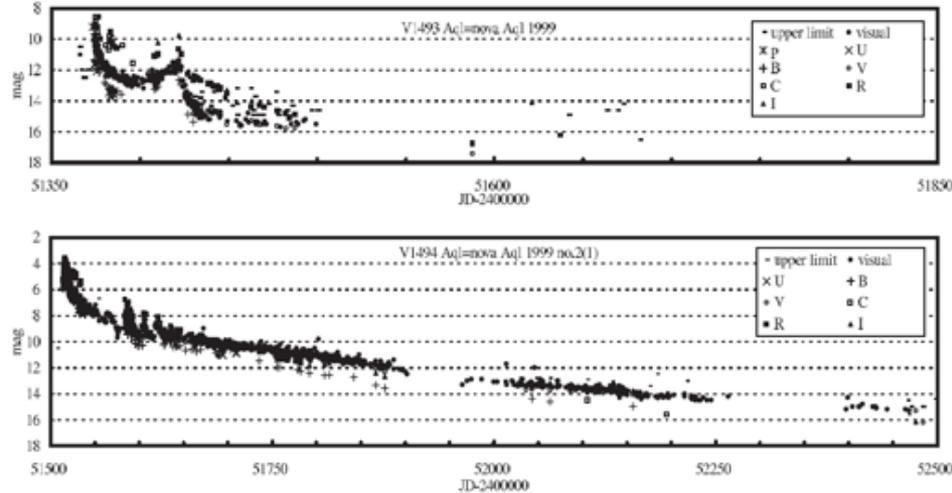
スペクトルの特徴

- 強く幅広い輝線: 速度 ~ 1000 km/s、EW数百〜1000
- P Cygni-profile: 膨張ガスの証拠

Ia型超新星との関係

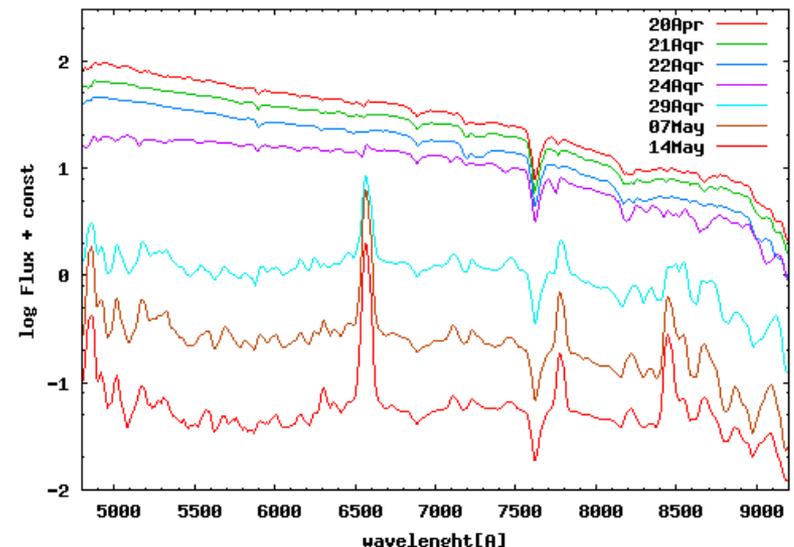
- 新星はIa型超新星の候補天体 (白色矮星の質量がチャンドラセカール限界 (1.38 M_{\odot}) を超えると崩壊し、Ia型超新星になる)
- 新星爆発のたびに、白色矮星は「削られる」か、「太る」か?
- 白色矮星の質量が大きいほど少ないガスで爆発できるため、チャンドラセカール限界に近い天体は反復新星であると考えられている。例えば、反復新星 U Sco では、光度曲線のモデルフィッティングから、白色矮星の質量が1.37 M_{\odot} で、限界に近いとされている (Hachisu et al., 2000, ApJ, 528, L97)。

古典新星の光度曲線。上: V1493 Aql、下: V1494 Aql (Kiyota et al., 2003, PASJ, 56, S193)



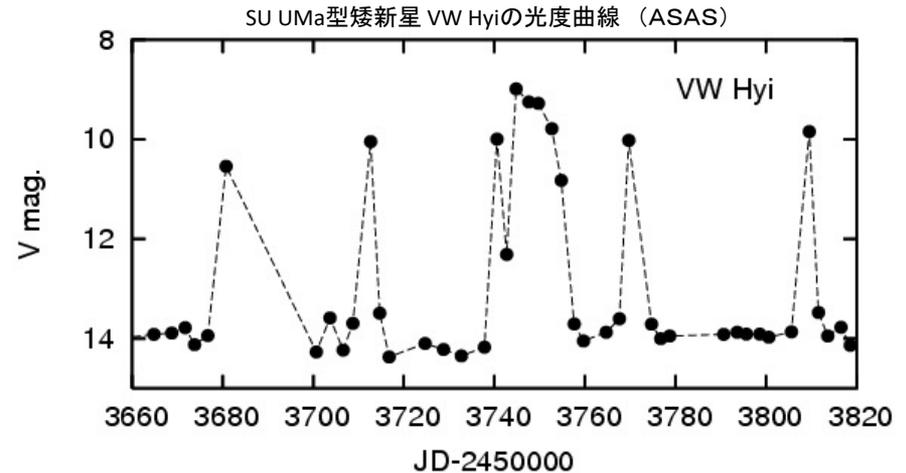
古典新星 V5579 Sgr のスペクトル。観測: 新井。機材: TRISPEC/かなた望遠鏡

V5579 Sgr (=Nova Sgr 2008)

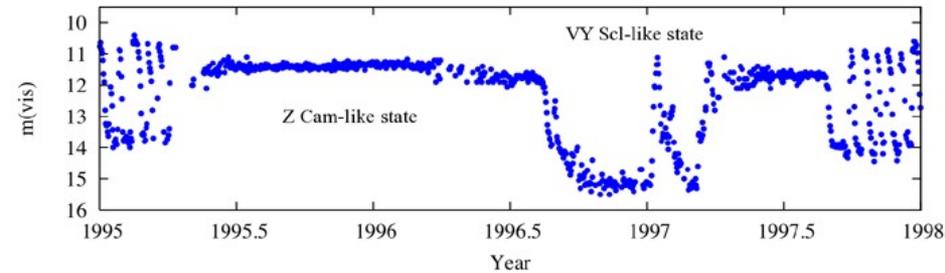


矮新星と新星状天体

- 矮新星 (dwarf nova; UG; U Gem型変光星)
 - 降着円盤の不安定性で、一時的に質量降着率が上昇して明るくなる(アウトバースト)。
 - 増光幅: 3-9等級、爆発の継続時間: 数日、爆発頻度: 数週間-数年に一回
 - Standstill: アウトバーストと静穏時の中間の明るさが継続する現象。継続時間は数週間-数か月。Standstillを起こすものをZ Cam型 (UGZ)と呼ぶ。
 - スーパーアウトバースト: 連星軌道周期が3時間以下の矮新星にのみ観測される。増光幅、継続時間ともにノーマルアウトバーストより大きい。スーパーハンプと呼ばれる振幅0. 数等の周期変動が観測される。スーパーハンプ周期は連星軌道周期よりも数%長い。
 - スーパーアウトバーストを起こすものをSU UMa型 (UGSU)、おこさないものをSS Cyg型 (UGSS)とも呼ぶ。
 - 矮新星のスペクトル: 静穏時は水素やヘリウムの輝線が卓越し、降着円盤を真横から見ているような天体ではダブルピークの形状→降着円盤の証拠。アウトバースト時は輝線が弱くなり、吸収線に変わることもある→光学的に厚い円盤。
 - X線トランジェントも同じ爆発機構だと考えられている。
- 新星状天体 (NL: novalike variables)
 - スペクトルの特徴が、古典新星の静穏時のものに類似。
 - 変光幅は大きくないものの、0. 数等の変光が観測される。
 - スペクトルで円盤風が見えるもの、突発的に暗くなるもの、等、サブグループが存在。



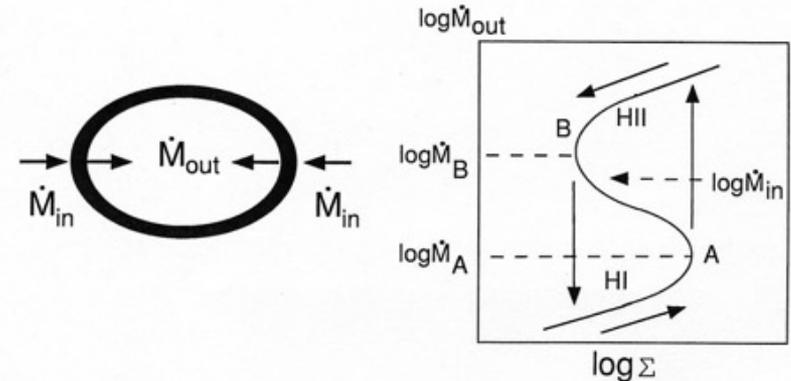
Z Cam型矮新星 RX Andの光度曲線。VY Scl (NL) のような減光も見える(AAVSO)
RX Andromedae (1995-1998)



円盤不安定性理論 (disk instability theory)

- 熱的不安定性 (thermal instability)

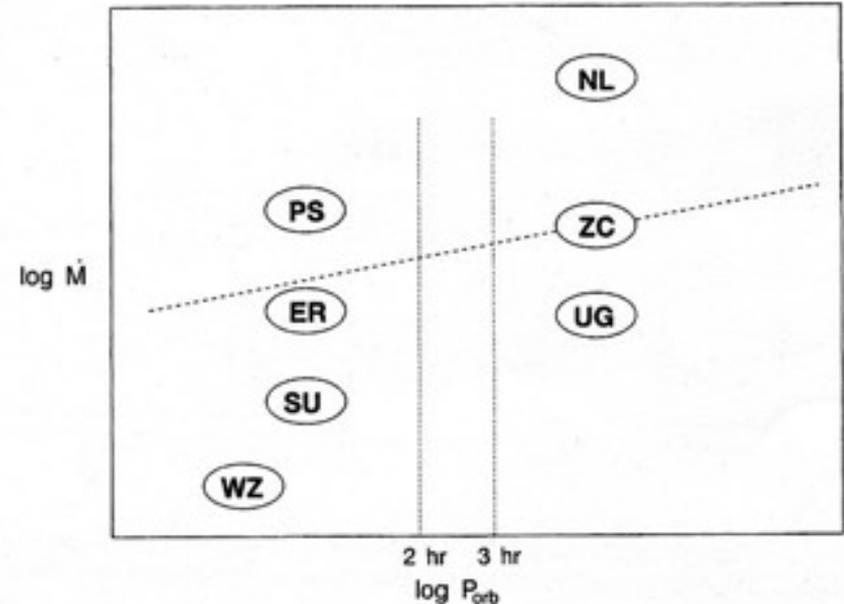
- 2つの安定な熱平衡状態
- 完全電離状態: 温度1万度程度。粘性係数が大きいため、質量降着率が高い。光学的に厚いと考えられ、標準円盤モデルが期待される。
- 中性状態: 温度が低く、水素は中性。粘性が低く、質量降着率が低い。



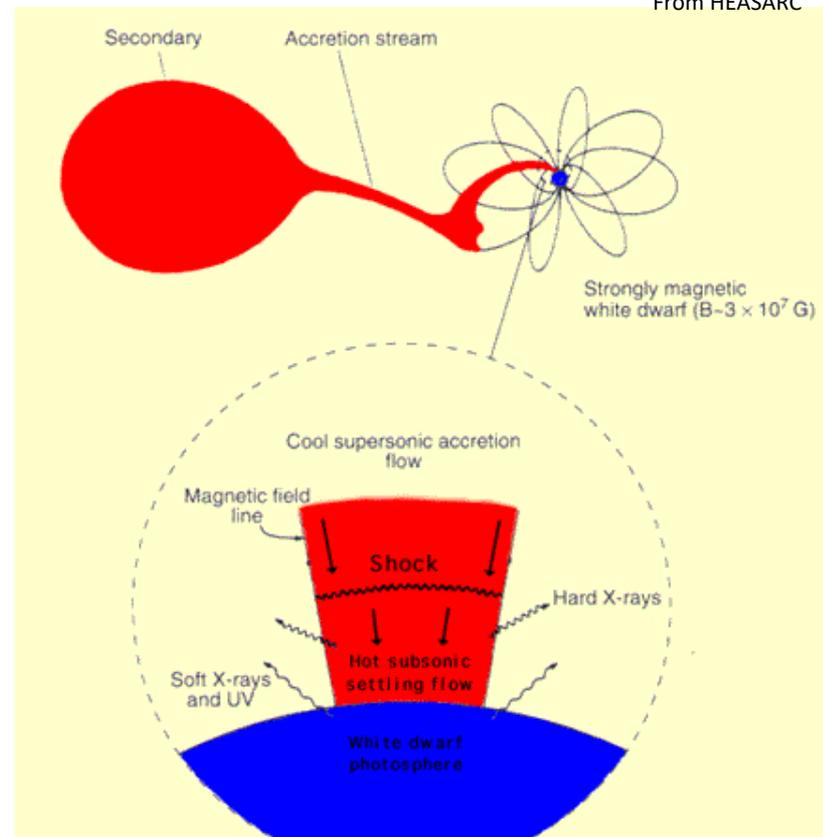
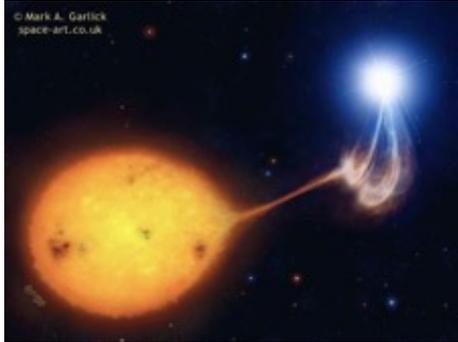
- 潮汐不安定性 (tidal instability)

- 円盤のもつ角運動量大きい=円盤サイズが大きい時、3:1 resonance 半径で働くとされる不安定性。
- 円盤は楕円形に変形し、通常よりも大きなトルクが円盤にかかることで、より高い質量降着率が期待できる。

(Osaki 1996)

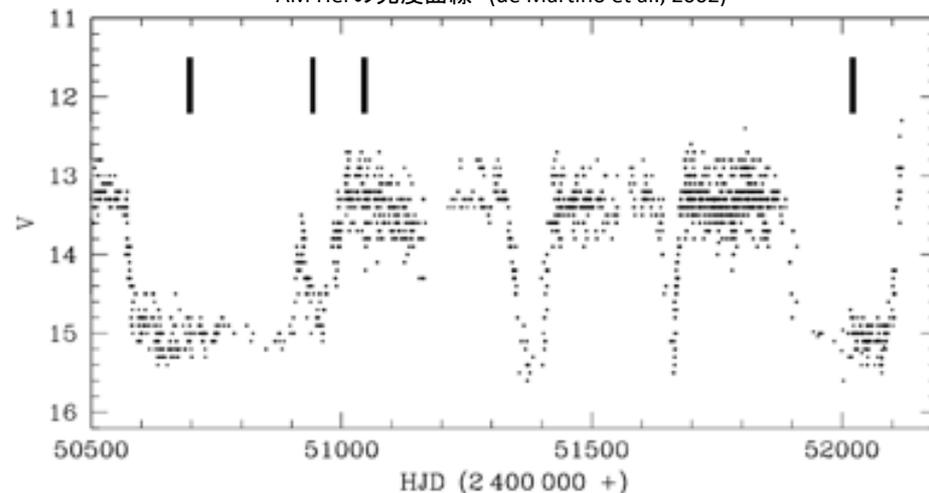


強磁場激変星 (magnetic-CV)



- ポーラー (polar; AM Her型; AM)
 - 白色矮星のスピンの連星軌道周期が一致
 - 降着円盤起源の輝線がない
 - High state と low state 間を推移。質量輸送率の増減が原因と考えられている。
 - 白色矮星表面の磁場は 10^7 - 9 G。
- 中間ポーラー (intermediate polar)
 - 白色矮星のスピンの観測されるが、軌道周期とは異なる周期
 - 降着円盤が(おそらく途中まで)存在
 - 矮新星アウトバーストを起こすものもある
 - 白色矮星表面の磁場は 10^6 - 7 G。
- Accretion column
 - 白色矮星表面近くのX線放射領域。
 - 衝撃波で硬X線、熱化した白色矮星表面から軟X線と紫外線が放射。
 - スペクトルではサイクロトロン放射が観測され、強い円偏光をもつ。

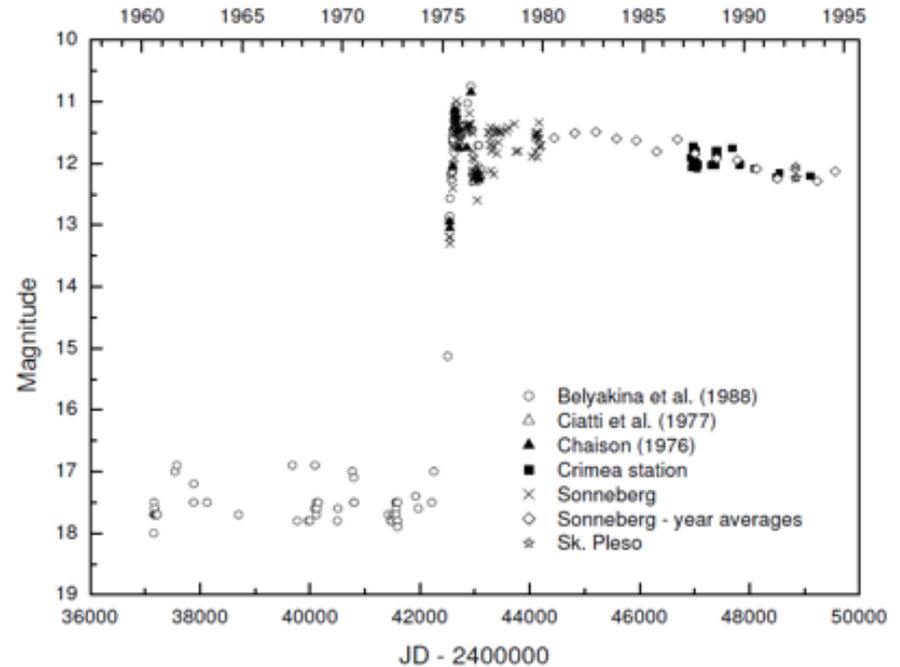
AM Herの光度曲線 (de Martino et al., 2002)



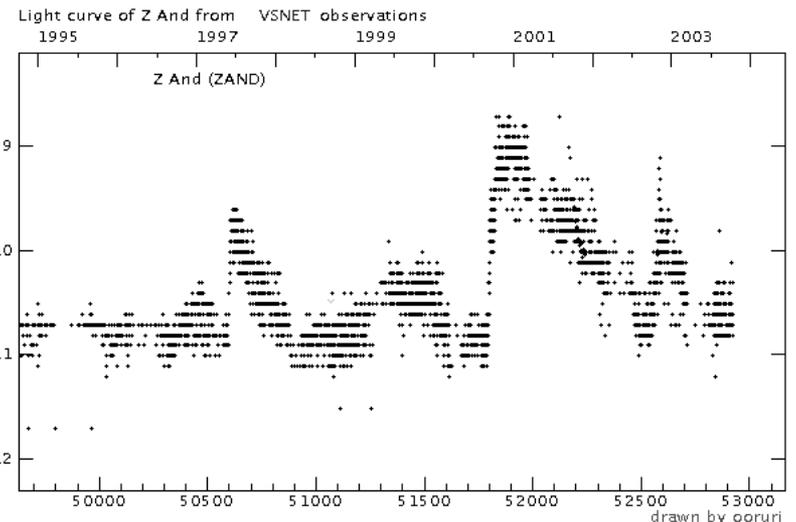
共生星 (symbiotic star; ZAND; Z And型)

- 定義: スペクトルに分子の吸収線(低温度巨星)と高励起輝線(高温プラズマ)の2種類が「共生」している天体
 - 通常の変星では降着円盤起源の水素の輝線が優勢で、共生星で見えるような H α 4686Å や禁制線は見えない。
- 白色矮星 + 赤色巨星の連星系
 - ただし、軌道周期が数百日以上から数十年と長い場合、分光連星としての証明は一般的に難しい
 - 視線速度変動による研究が難しいため、hot component は低質量主系列星(や中性子星)であるとする説も依然議論されている
 - 高励起輝線の起源はよくわかっていない
 - Cool component は、M型であることが多いが、いくつかの天体ではG型であり、特にそのような天体を「yellow symbiotics」と呼ぶこともある
- 共生星新星
 - 古典新星と同じ爆発時のスペクトルを示し、静穏時のスペクトルが共生星である天体。
 - 反復新星として有名な RS Oph, T CrB も共生星新星。一方で、very slow nova に分類される天体もある。

共生星新星 HM Sge の光度曲線 (Chochol et al., 2004)



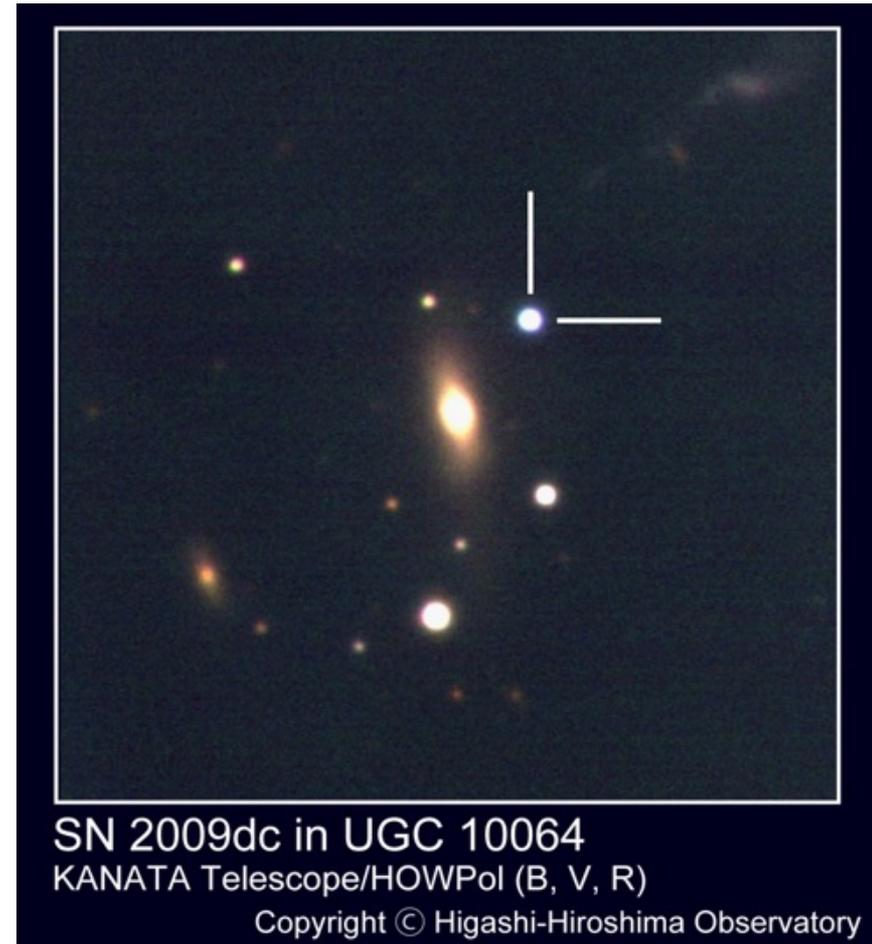
共生星 Z And の光度曲線 (VSNET)



drawn by ooruri

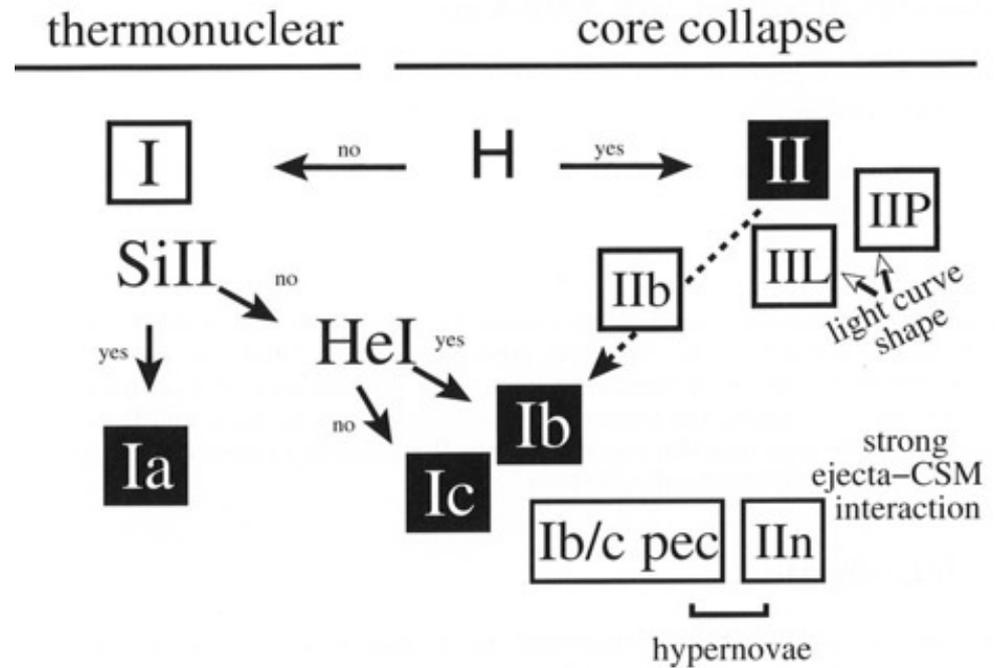
超新星

- 最も発見の歴史が古い「変光星」
 - 中国の文献を中心に4世紀から候補天体の記録
- スペクトルと光度曲線の形状で分類
 - Type Ia, Ib, Ic, II など
- 距離の推定、重元素供給源など多くの領域に影響



超新星の分類

- Type Ia: Hの線が見えず、Siの線が見える。
- Type Ib: HもSiも見えない。Heの線が見える。
- Type Ic: HもSiもHeも見えない。
- Type IIb: Hが見えるがHeの方が強い。Hは次第に弱くなる (hybrid型)。
- Type IIc: Hの輝線が見える。Heは弱い。ライン幅が狭い(narrow)。濃い星周物質との相互作用？
- Type III: II型の中で、単調に減光 (linear decay)。
- Type IIP: II型の中で、明るい状態が継続する(plateau)。



K. Weiler "Supernovae and Gamma-Ray Bursters" より

Ia型超新星

熱核暴走反応

- 白色矮星に何らかの方法でガスが降り積もる
→ Chandrasekhar 限界質量 (約 1.4 Mo) に達する → 爆発
- 大半が ^{56}Ni に。

光度曲線

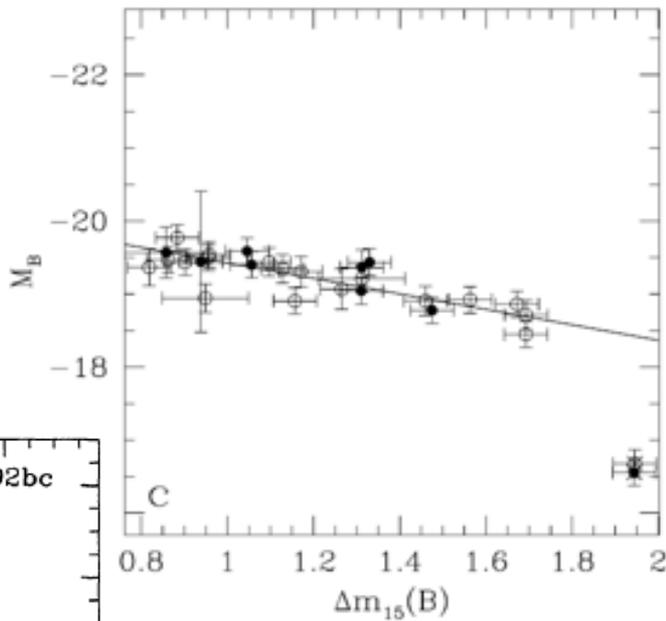
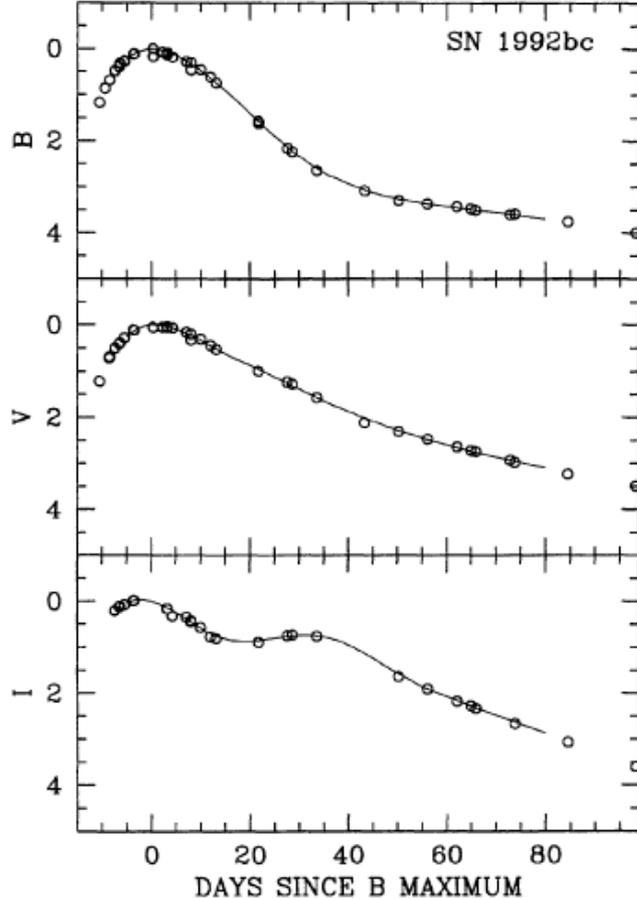
- 第2極大: 近赤外線域で極大 30-40日後に発生
- 膨張による opacity と温度の低下によって Call, Fell, Coll など の recombination による放射率が高くなる。

距離指数として

- 減光率が大いものほど暗い
 - Δm_{15} : 極大と15日後の等級差
 - 第2極大の影響を受けないよう、Bバンドで測ることが多い

前駆天体 (progenitor)

- Single degenerate モデル: 激変星が progenitor
- Double degenerate モデル: 白色矮星同士の連星系が衝突合体



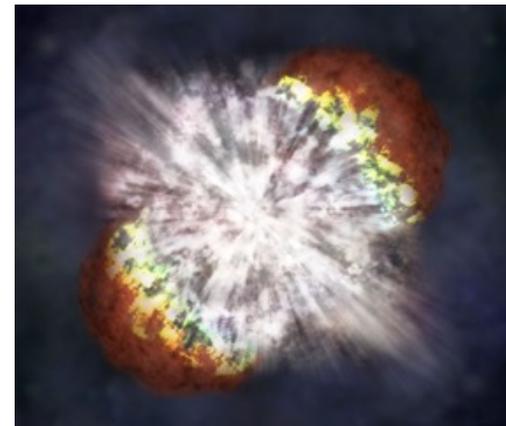
上: 減光率と絶対等級の関係 (Altavilla, et al., 2004)

左: 典型的なIa型超新星の光度曲線 (Hamuy et al., 1996)

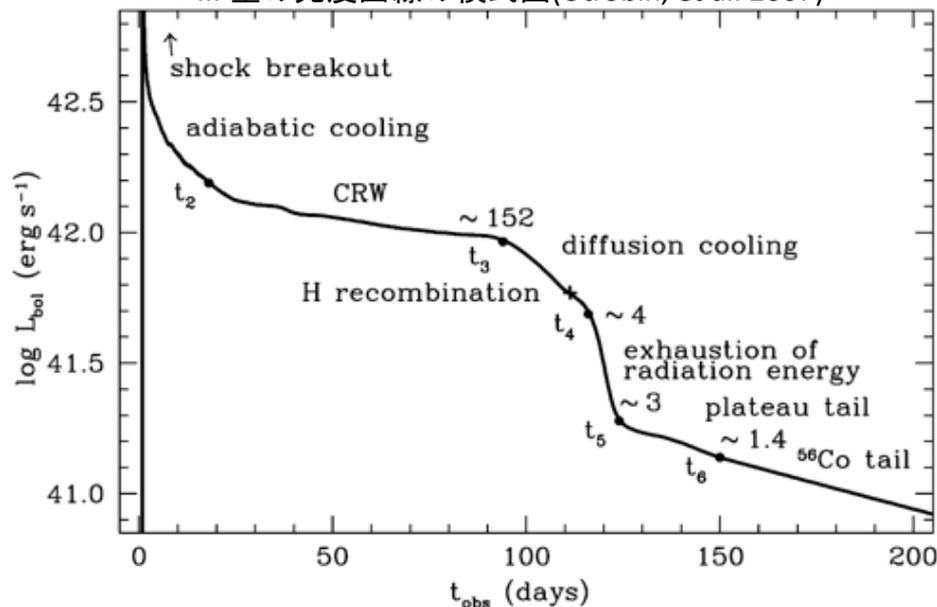
重力崩壊型超新星

Credit : NASA

- 大質量星の最期
 - 質量8-10Mo以上の星
 - 核融合が進行 →鉄の核を形成 →崩壊 →爆発
- Type II, IIb, Ib, Icの関係
 - II型は水素外層が残っている星の爆発
 - Ib型は水素外層が恒星風や連星内での相互作用などでほぼ失われ、ヘリウム層が残っている星の爆発
 - Ic型はさらにヘリウム層まで失われた星の爆発
 - (IIb型はわずかに水素が残っている状態)
- ガンマ線バーストの前駆天体として
 - 極超新星(hypernova):元々は γ 線バーストの前駆天体としての用語で、想像上の産物だった。90年代以降、SN 1998bwなど通常の超新星よりも1ケタ以上高い爆発エネルギー、大きな膨張速度をもつ天体が発見され、それらがGRBの前駆天体候補とされた。その後、実際にGRBに付随する超新星の光度が典型的な値より1ケタ高いことが報告されている。一方で、膨張速度が大きな超新星でも光度が特別高くはない例もあり、「極超新星」という用語は定義が難しくなっている。



II型光度曲線の模式図(Utrobin, et al. 2007)



重力崩壊と元素合成

- 玉ねぎ構造
 - 質量の大きな星ほど重元素の核融合が進行
 - 最も安定な鉄まで反応が進む
- 中性子捕獲反応
 - s (slow) 過程
 - 漸近巨星分枝 (AGB) 内にある星の間欠的なヘリウムシェル核融合 → 中性子 → 捕獲 → β崩壊
 - ビスマス (Bi) まで作られる
 - 安定核付近の原子を生成
 - r (rapid) 過程
 - 重力崩壊型超新星の際に大量の中性子 → 捕獲 → β崩壊の前にさらに捕獲 → 急激なβ崩壊
 - ウラン (U) まで作られる
 - 安定核からは10原子量ほど小さい原子を生成

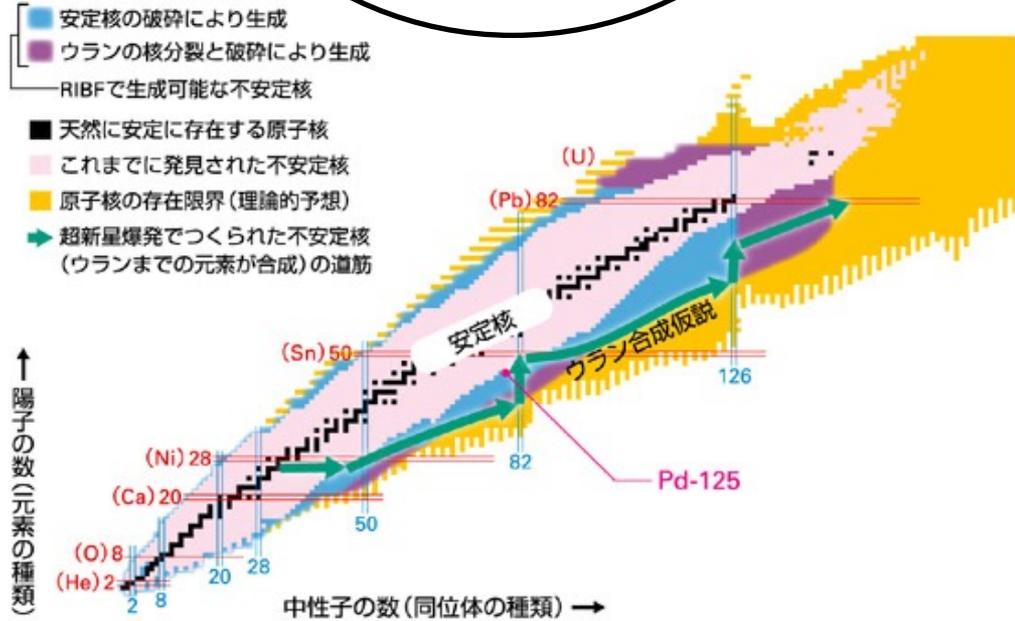
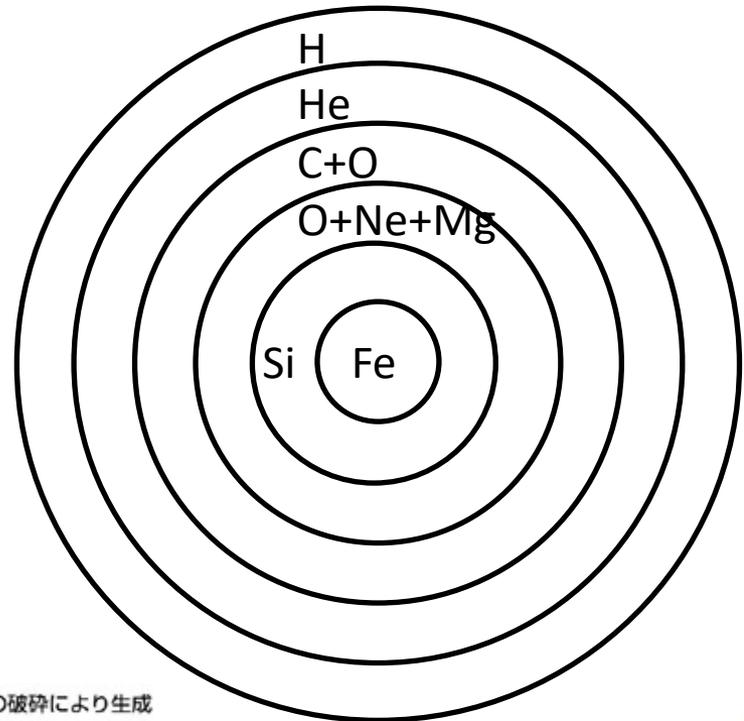
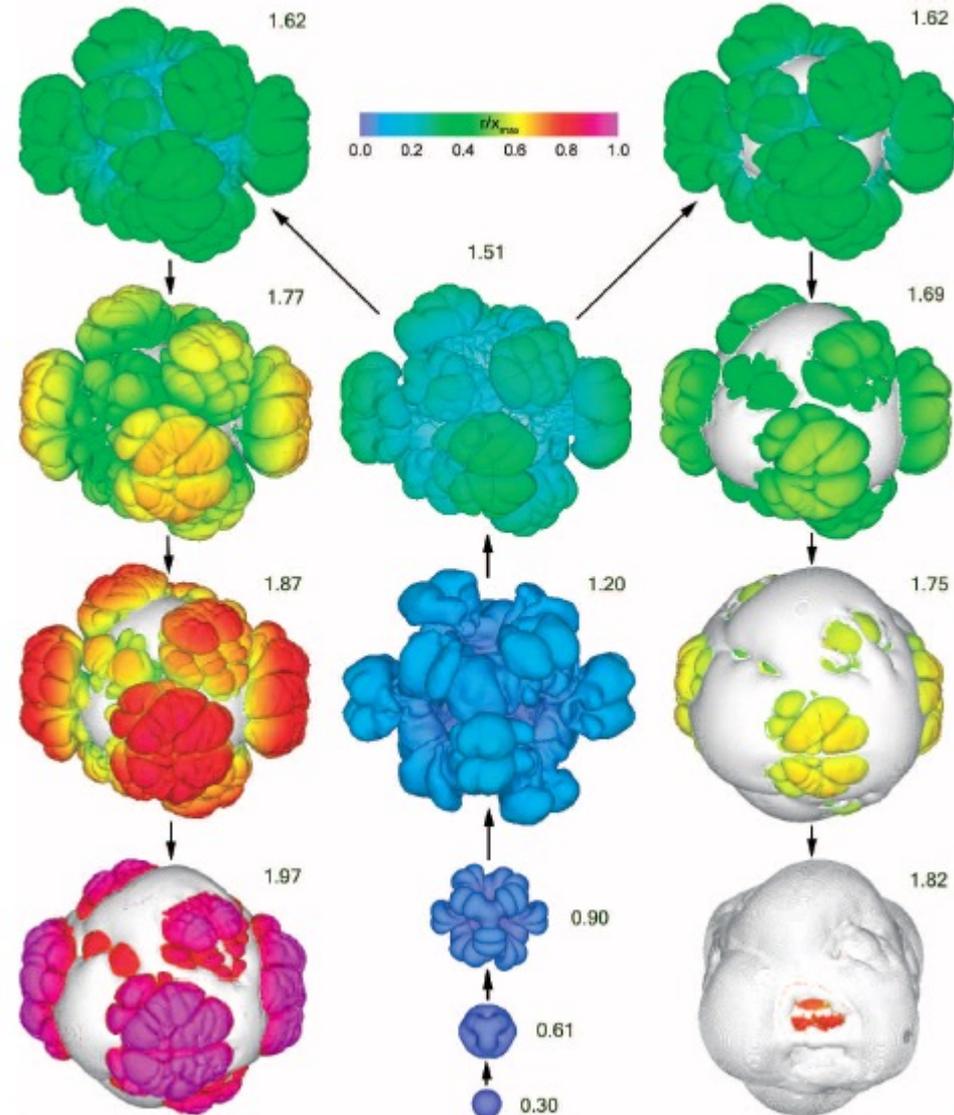


図1 核図表
 従来の理論によると、超新星爆発で緑の矢印の同位元素ができ、それが壊れて鉄よりも重い元素ができた。図中の数値は魔法数。
 理研HPより

爆発モデル

- 超新星爆発(光度、膨張速度、スペクトル時間変化、など)は数値シミュレーションではまだ完全には再現されていない。
- 重力崩壊型
 - コアの不安定化
 - 縮退コアは力学的に不安定な状態に近い。
 - 電子捕獲反応: 縮退圧を生み出している電子が減少。
 - 光分解反応: 吸熱反応→圧力低下。
 - 収縮、バウンス、衝撃波形成
 - 大量のニュートリノ生成→原始中性子星内に捕獲
 - 原始中性子星が平衡状態→収縮の減速(バウンス)→外部コアとの境界で衝撃波形成
 - 衝撃波中で元素合成
 - 衝撃波が現在不明の機構で表面へ
- 熱核暴走反応型
 - 爆燃波モデル(Deflagration)
 - 核燃焼が亜音速の波として伝搬
 - ^{56}Ni の生成量($\sim 0.6\text{Mo}$)を再現
 - 爆轟波モデル(Detonation)
 - 衝撃波を形成。核燃焼が超音速で伝搬
 - 爆燃波が外層部まで伝搬後、超音速に遷移して衝撃波を形成する遅延爆轟波(Delayed detonation)モデルが提案 (Khokhlov, 1991) →観測スペクトルをよりよく再現か。

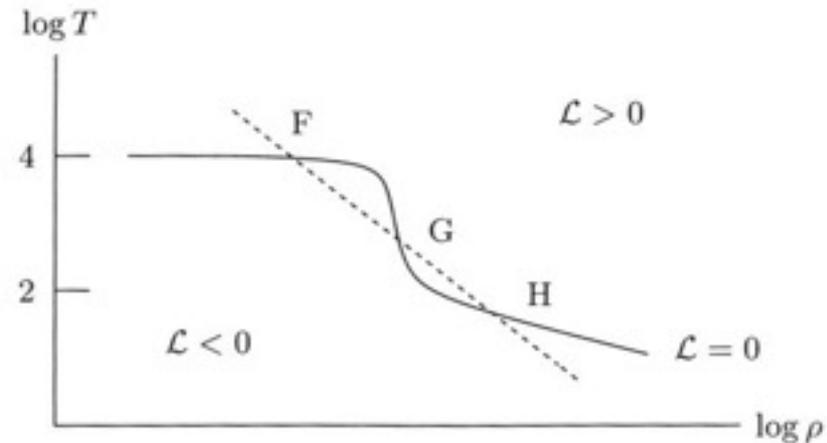
DeflagrationからDetonationへの遷移のシミュレーション (Gamezo, et al. 2005)



補足1: 突発現象に関するガスのダイナミクス: 熱的不安定性

- 熱平衡 = heating と cooling のつり合い
- 熱的不安定性: heating もしくは cooling がある臨界温度の周辺で急激に変化する
 - 通常的气体: collisional de-excitation での cooling \rightarrow 原子(分子)のエネルギーは Maxwell 分布 ($\propto e^{-\epsilon/kT}$) $\rightarrow \epsilon = kT$ で急変化
 - 矮新星の円盤不安定モデル
 - FU Ori 型のアウトバーストも?
- 熱核暴走反応 (thermonuclear runaway)
 - 熱的不安定の一種
 - 縮退したガス内や薄い層内で臨界密度に達して核融合が発生 \rightarrow 膨張による冷却が効かない \rightarrow 温度が上昇 \rightarrow 核融合が暴走
 - 白色矮星内の炭素燃焼 \rightarrow Ia 型超新星
 - ヘリウムフラッシュ、thermal pulse、シエルフラッシュ (巨星, post-AGB 星, 桜井天体)
 - 古典新星
 - Type I X線バースト

熱的不安定性の一般的な描像 (F. Shu, "Gas Dynamics" より)



補足2: 突発現象に関するガスのダイナミクス: 点源爆発のガウス解

点源爆発のガウス解

- エネルギー E を開放する爆発が点源で発生して、強い衝撃波が一様密度 ρ_0 のガス中を伝搬する(blast-wave)状況を考える。

- 相似解が存在。

- 変数: r, t, ρ_0, E
- 連続の式、オイラー、エネルギー(エントロピー)、状態方程式
- 次元解析から無次元量 $\xi = \left(\frac{E}{\rho_0}\right)^{-1/5} r t^{-2/5}$

- 例: 衝撃波面の半径と伝搬速度

- $r_{sh} = \xi_0 \left(\frac{Et^2}{\rho_0}\right)^{1/5}$

- $v_{sh} = \frac{2}{5} \xi_0 \left(\frac{E}{\rho_0 t^3}\right)^{1/5}$

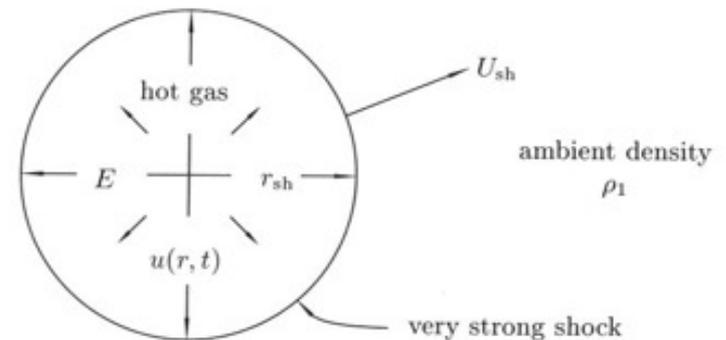
- ξ_0 で衝撃波面になるよう設定。

- 超新星残骸など。

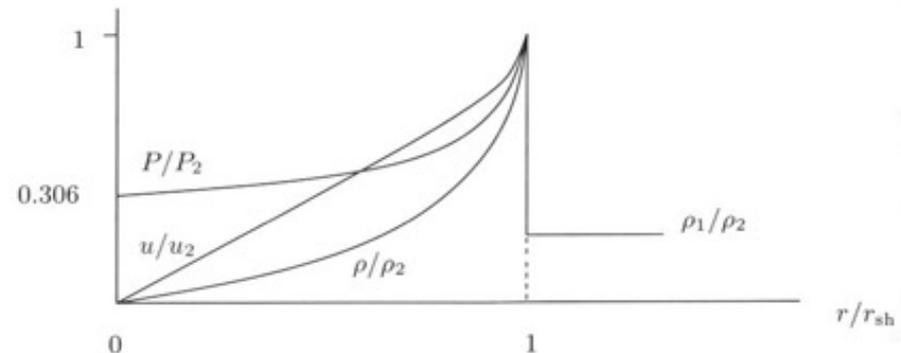
相対論的膨張への拡張

- Blandford & McKee (1976)
- GRB synchrotron-shock model の基礎に。

点源爆発のイメージ(F. Shu "Gas Dynamics"より)



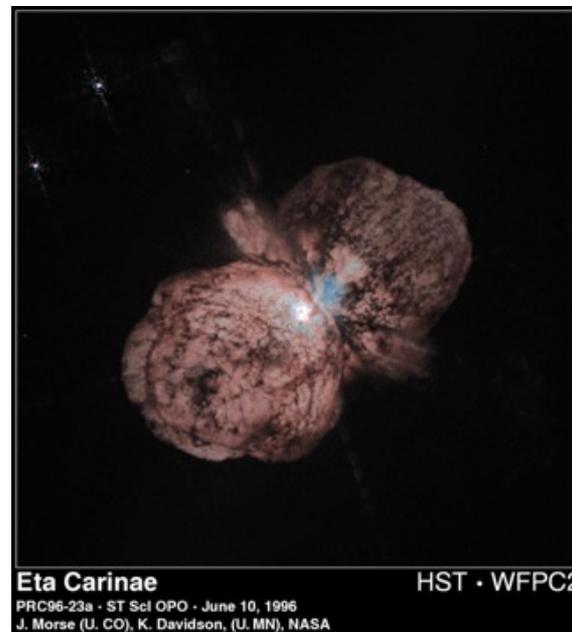
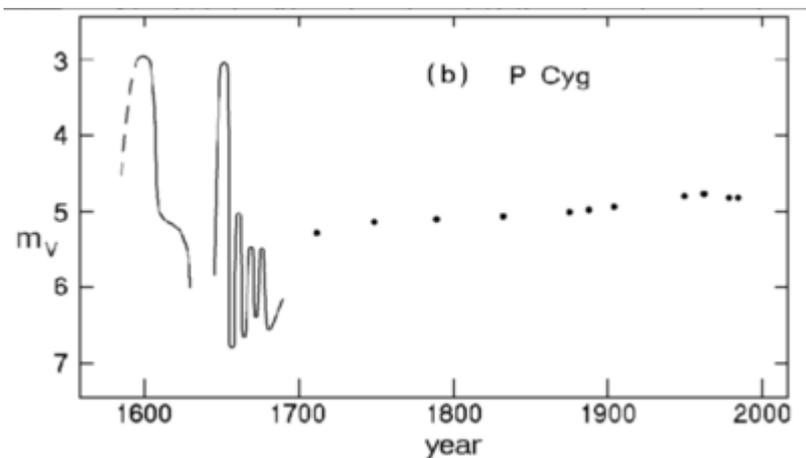
Blast wave の相似解(F. Shu "Gas Dynamics"より)



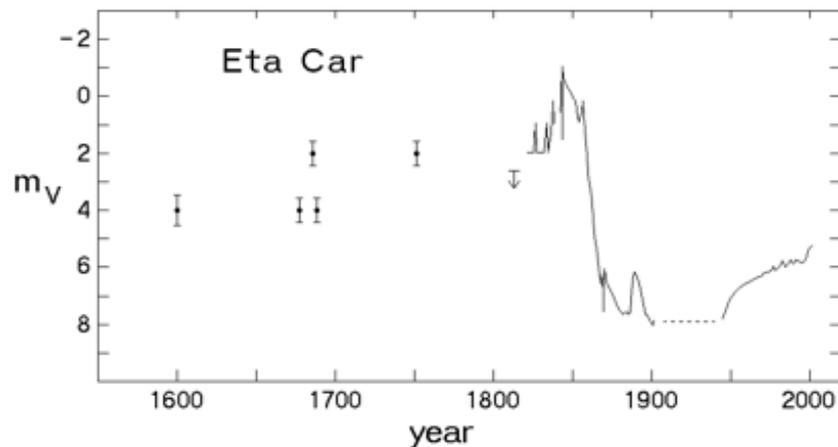
爆発型変光星 (eruptive variables)

- 爆発型変光星は、特定の物理描像をもとにしたカテゴリーではなく、非周期的(脈動星や食連星でない)で、白色矮星への降着に起因した変動(激変星)でもない、突発的な増光が観測される天体の総称。従って、実際は「爆発型変光星」という用語は表に出ないことが多く、以下の各天体種類で1つのタイプと考えられることが多い。
- Luminous blue variables (LBV)
- Wolf-Rayet (WR) 星
- フレア星 (UV Cet & RS CVn)
- FU Ori (前主系列星)
- R CrB型星
- Be星 (γ Cas型星)

Luminous blue variables (LBV; SDOR, S Dor型)

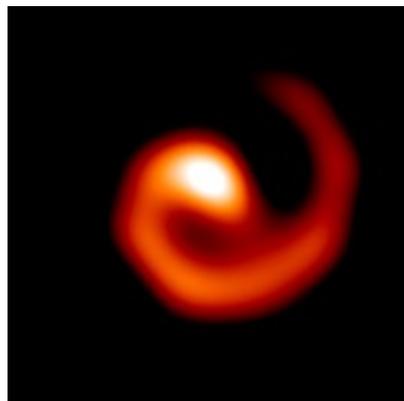


- HR図上で最も明るく青い位置にあり、強い恒星風に起因した変光が見える
 - Luminosity = 10^{39-40} erg/s: 古典新星と超新星の間に位置する
 - 星の質量は10-100Mo程度で、一部は最も重い恒星。生まれると同時に外層がsuper Eddingtonになっていると考えられ、強い恒星風がでる。
 - 間欠的に大きな質量放出が起こり「爆発」として見える
 - 変光のタイムスケールは数十日-数百年
 - Hypergiant とも呼ばれる
 - スペクトルでは水素、ヘリウムの P Cyg profile が特徴的
 - 周辺にシェルや星雲が見えるものも多い
- S Dor
 - S Dor型のプロトタイプ。
- P Cyg
 - P Cygni-profile で有名な天体
- η Car
 - 19世紀半ばに大爆発を起こし、その際に現在観測される星雲の元となる物質が放出されたとされる。



Wolf-Rayet星 (WR)

- 水素の外層がなくなった大質量星で、恒星風の変動に起因する変光が観測される
 - 有効温度30000–50000Kで、スペクトルに水素が弱く、代わりにC,N,O, He, Siの輝線が強い
 - LBVの外層がなくなった後、もしくは、通常の大質量星が進化したもの、と考えられている
 - C,Oが比較的強いものをWC、He,Nが強いものをWNと分類する
 - 重力崩壊寸前の天体
 - 変光振幅は通常1等以下
 - まれに大きく速い変光を示すものがある
 - WR 104 (pinwheel star)
 - Keck望遠鏡の近赤外線AO観測で天体の構造とその変化が直接撮像された天体。
 - 可視域では大きな変光が観測されている



Interacting Binary Wind Model of Spiral Outflow Around WR 104

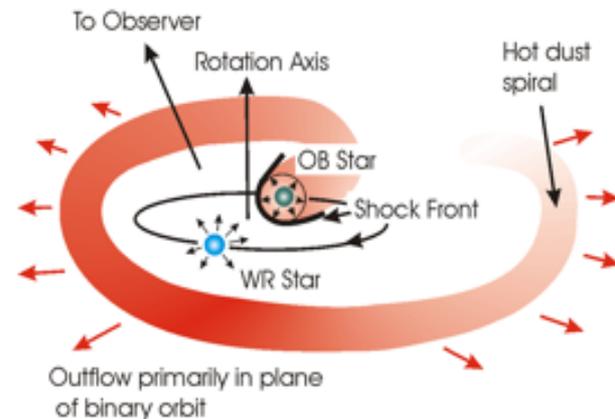
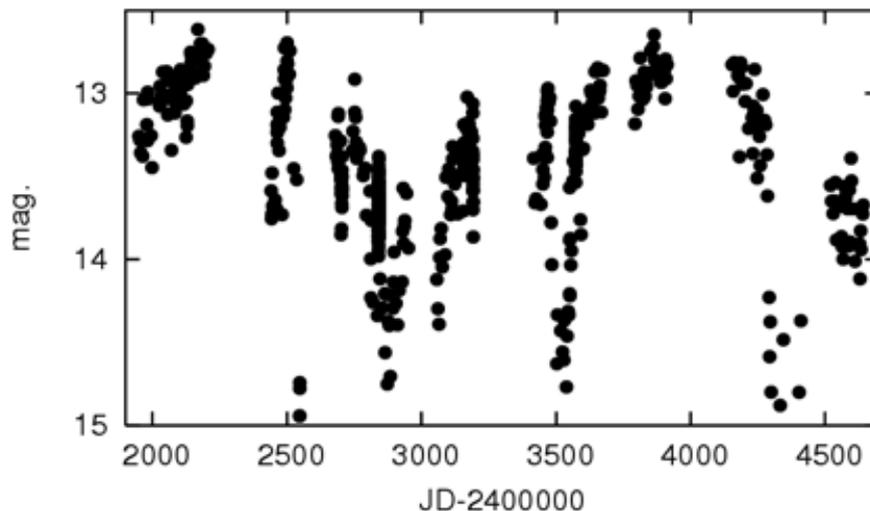


Photo Credit: U.C. Berkeley Space Sciences Laboratory/W.M. Keck Observatory

WR 104 の光度曲線 (ASAS-3)

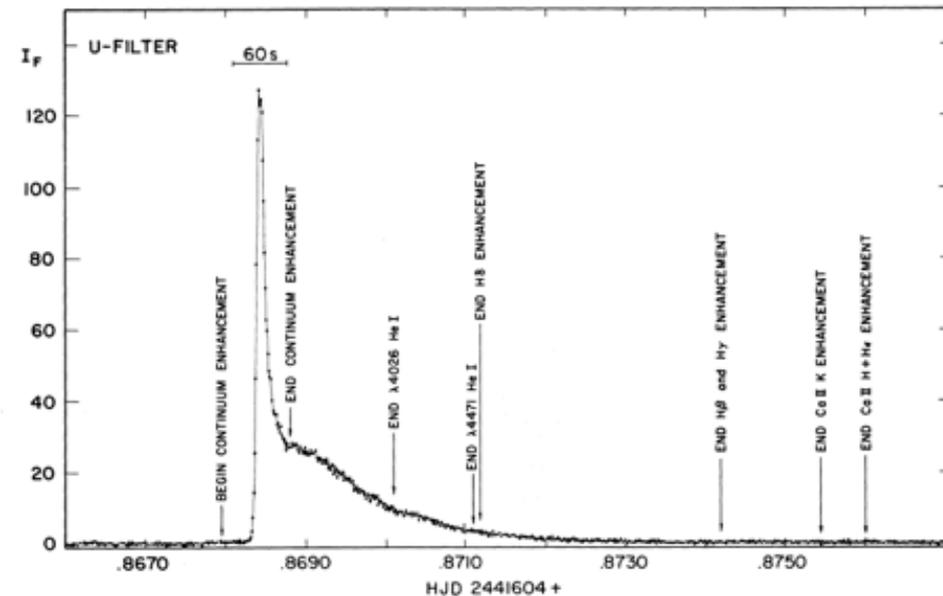


フレア星 (flare stars)

- 恒星フレア
 - 恒星やその周囲の降着円盤での磁場活動、特に磁気リコネクションによるエネルギー解放でフレアが起こると考えられている
 - 太陽フレアと同じ機構だとされるが、解放エネルギーは100万倍以上大きい
 - 非熱的・熱的なX線、可視域でも青い側の光で特に顕著なフレア
- UV Cet型 (UV)
 - K-M型星。輝線星。
 - 振幅:<6等、変光タイムスケール:数秒~数時間
- RS CVn型 (RS)
 - FGK型星を主星にもつ近接連星系。輝線星。
 - 特に Ca II H+K 線が特徴的で、彩層の活動性が高いことを示唆
 - 回転変光星としてもよく知られている
- 前主系列星も磁場活動に起因したフレアをおこすと考えられている



UV Cet の光度曲線 (Bopp & Moffett 1973)

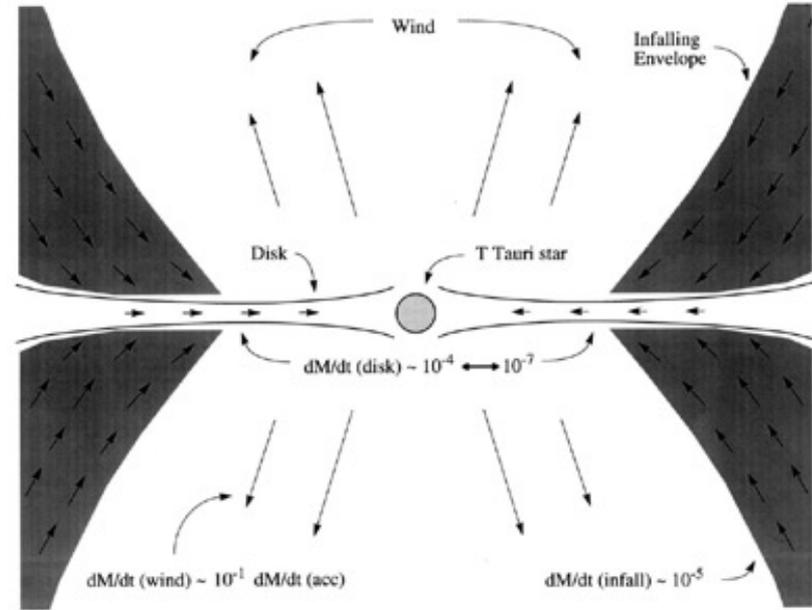
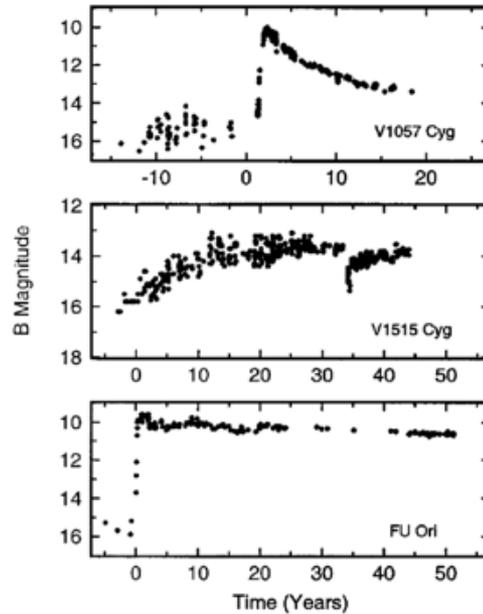


前主系列星 (pre-main sequence stars)

T Tau (INT)

- GCVSでは irregular variable に分類
- 不規則な変光: 振幅1-2等、タイムスケール数分-数時間。磁気コネクションか?
- (準)周期的な変動: タイムスケール1-10日、振幅<1等。自転、降着円盤、黒点などが原因?
- FU Ori型 (FU): 6等程度の大きな増光のあと、一定光度を保つか、徐々に減光。降着円盤内の降着率の増加と考えられている。
- EX Lup型 (EX): 5等程度の大きな増光のあと、比較的速く減光。

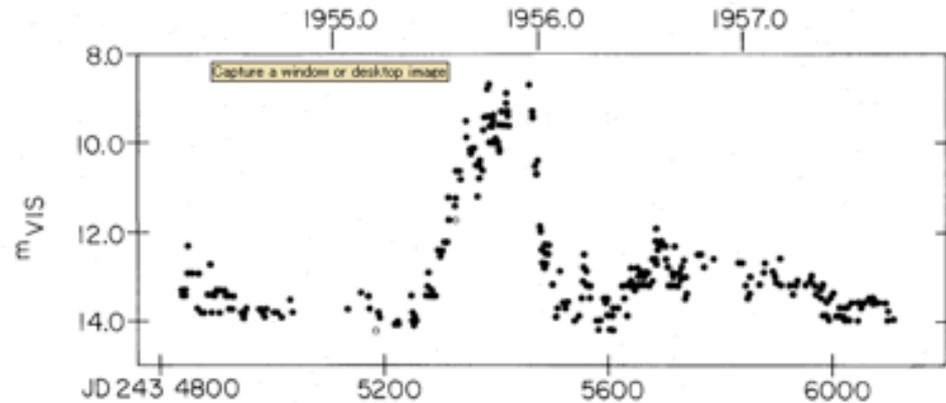
Hartmann & Kenyon (1996)



Herbig Ae/Be (INA)

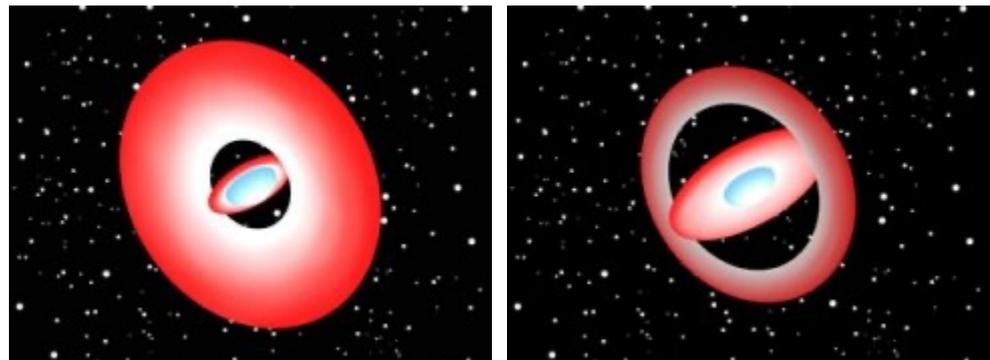
- 輝線をもつAB型星で、前主系列星。
- T Tauが低質量星側(<3Mo)で、Herbig Ae/Be星が大質量側(4Mo<M<8Mo)になるが、星形成過程は低質量星と大質量星では異なると考えられているため、単純な類似ではない
- ダスト減光と思われる変動が観測される。変動タイムスケール: >数日、振幅:<1等

EX Lup の光度曲線 (Herbig 1977)



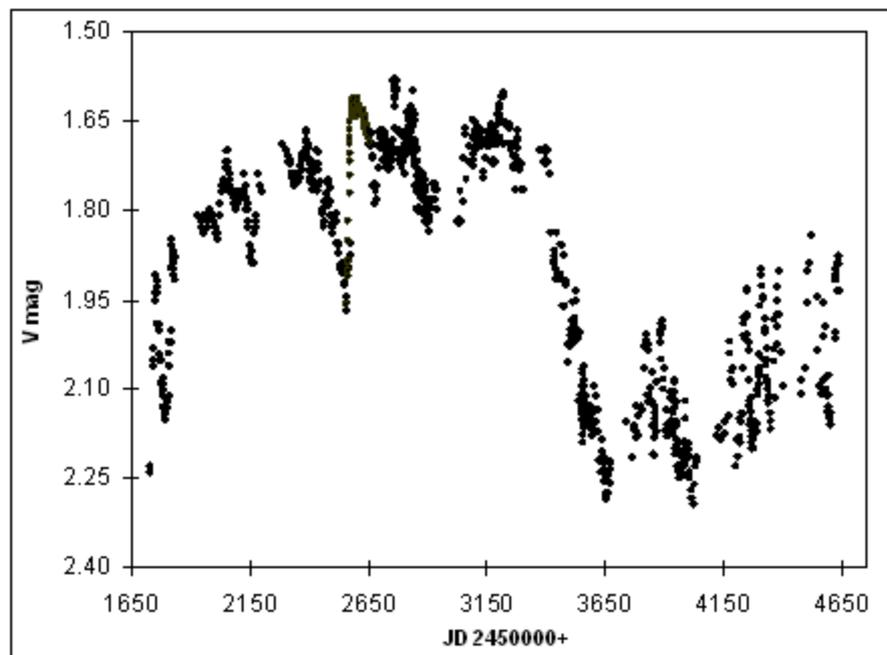
γ Cas (GCAS; Be星)

Be星プレオネの想像図。左:2005年12月。右:2007年2月
(西はりま天文台)



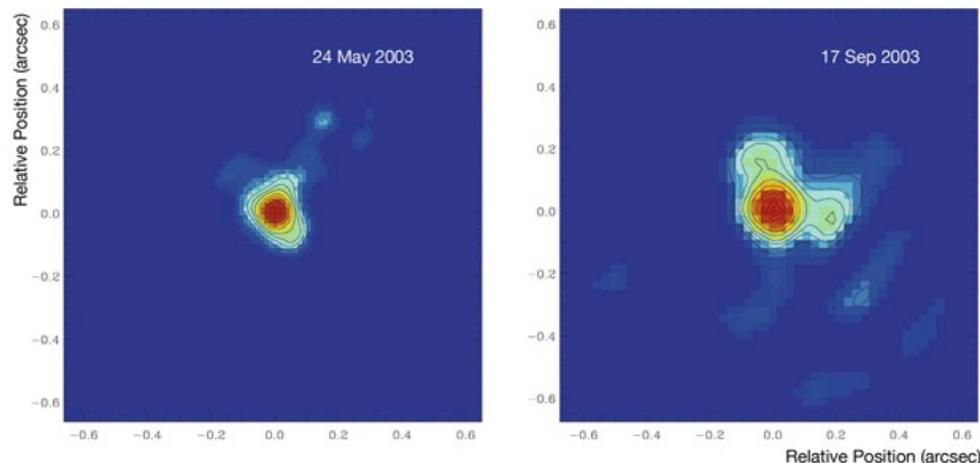
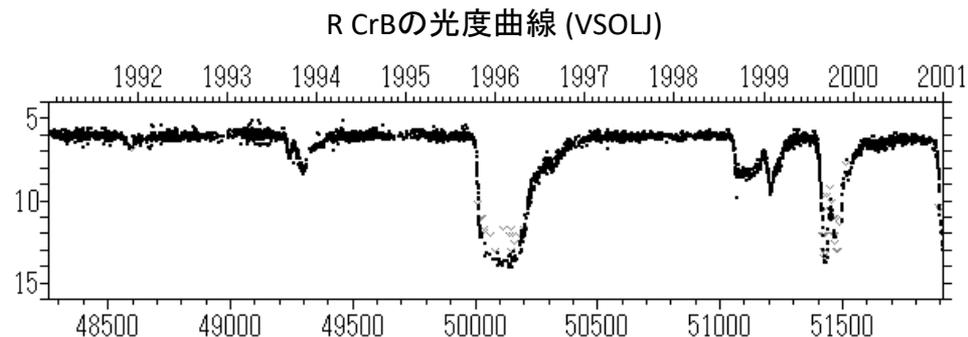
- (classical) Be星
 - 輝線をもつB型主系列星
 - 輝線プロファイル(=星周円盤)が大きく変動する
 - 似て非なる天体
 - B[e]星: 禁制線が見える。巨星。
 - Herbig Ae/Be星: 前主系列星。赤外超過がある(ダスト円盤)
- γ Cas型変光星
 - 数か月—数十年(以上)のタイムスケールで、1等程度変光する。増光のタイムスケールは比較的短いことが多く、erruptive variables に分類される。
 - 光度変動と輝線プロファイルの変動から、高速自転するBe星の赤道付近で、星表面のガスが外側へ流れ出し。ガスはリング状や円盤状になると考えられている。
 - δ Sco の増光: 2000年にさそり座 δ 星が γ Cas型の増光をおこし、星座の印象を変えた。
- 脈動星としてのBe星
 - HR図上で β Cepheiと似た位置に存在し、同様の脈動由来の変光が観測される

δ Scoの光度曲線 (S. Otero)



R CrB型 (RCB)

- 光度曲線の特徴
 - 数年にも1回、突発的な減光を起こす。振幅は3-5等。
 - 多くの場合で、減光よりも復光のほうが遅い
- スペクトルの特徴
 - 多くはFGK型超巨星 (yellow supergiant)
 - 水素の吸収線は弱く、炭素の線が強い
 - HR図上で Instability strip に位置し、数日周期の脈動が観測される天体もある
 - まれにAB型も存在する。
- 変光の原因
 - 大気中の炭素が元でダストを形成し、可視光を吸収すると考えられている
 - ダストの生成・消失が星近傍か、>数十R*離れた位置か、まだよくわかっていない
 - 間欠的に物質が放出される？
- 進化段階
 - 惑星状星雲の中心星で final helium flash
 - 2つの白色矮星の合体



Clouds around RY Sagittarii (NACO/VLT)

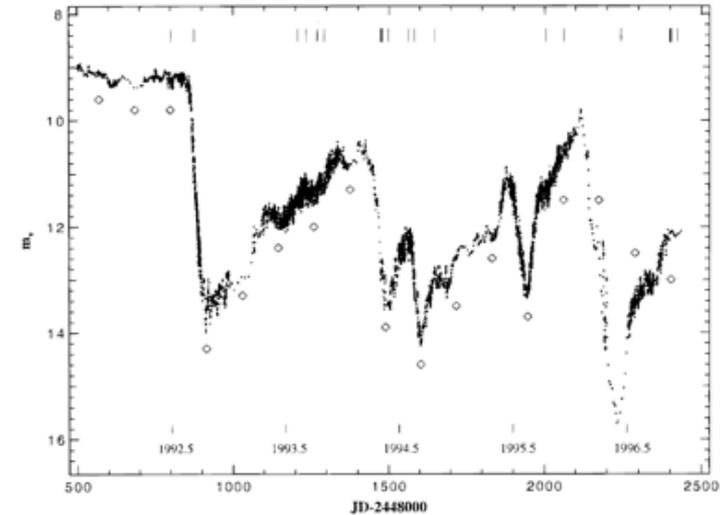
その他の変光星

- Secular variables
- 回轉變光星
- マイクロレンズ天体

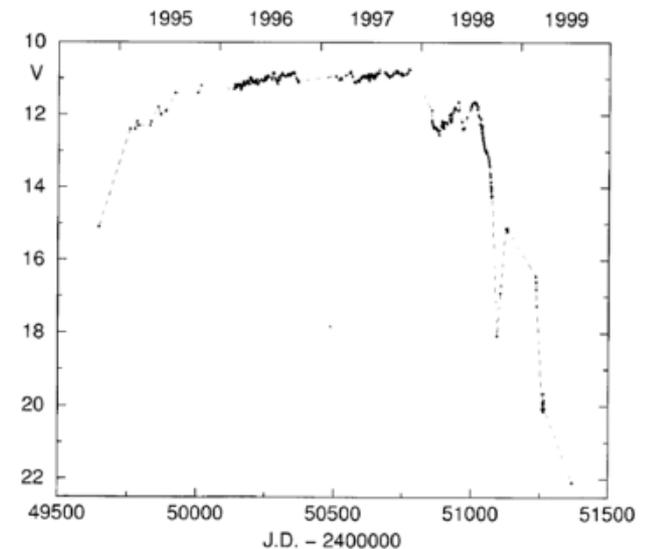
FG Sge, V4334 Sgr, V605 Aql

- FG Sge
 - 1894年 $m_{pg}=13.6$ から1965年 $B=9.6$ への増光。
 - 初出は Herbig & Boyarchuk (1968)
 - スペクトル: 1955年B5Ia → 1967年A5Ia → mid-1970 G2Ia → after 70' Fla (増光ストップ)
 - 増光のタイムスケールが他の2天体より長い。
 - 1992年から断続的な大規模減光=RCB型
- V4334 Sgr (櫻井天体)
 - Final helium flashがリアルタイムで観測された唯一の天体
 - 他の2天体は後年に解釈された
 - 最初は新星として、日本のアマチュア櫻井氏が1996年に発見
 - 1994年には既に15等台だった(?)。1995年初めに確実な増光(12.4)の記録あり。1997年には増光が止まる。1998年にダスト減光。
 - 増光前の天体=21等台の青い星が同定。おそらく白色矮星へと冷えていく過程の状態。
 - 増光後、スペクトルはF2Iaへ(Duerbeck & Benetti 1996)。
- V605 Aql
 - 1917年15等台で発見。1918-19年に $m_{pg}=10.2$ で極大。1923年にダスト形成、減光。
 - スペクトルは水素欠乏炭素星に似ていた。5000K。(Lundmark 1921)
 - 2001年で有効温度 95000K (Clayton, et al. 2006)
- Planetary nebulae, Abell 30, Abell 78, N66
 - 中心部に水素が欠乏しており、Final helium flashで超巨星に戻った後、再び白色矮星への冷却過程にある惑星状星雲と考えられている (Iben, et al. 1983)。
- 増光タイムスケールの違い
 - V4334 SgrとV605 Aqlは増光のタイムスケールが1年程度だが、FG Sgeは10年程度以上だった。
 - FG Sgeは2回目の born-again post-AGB? (Lawlor & McDonald 2003)

FG SgeのRCB型減光 (Gonzalez, et al., 1998)

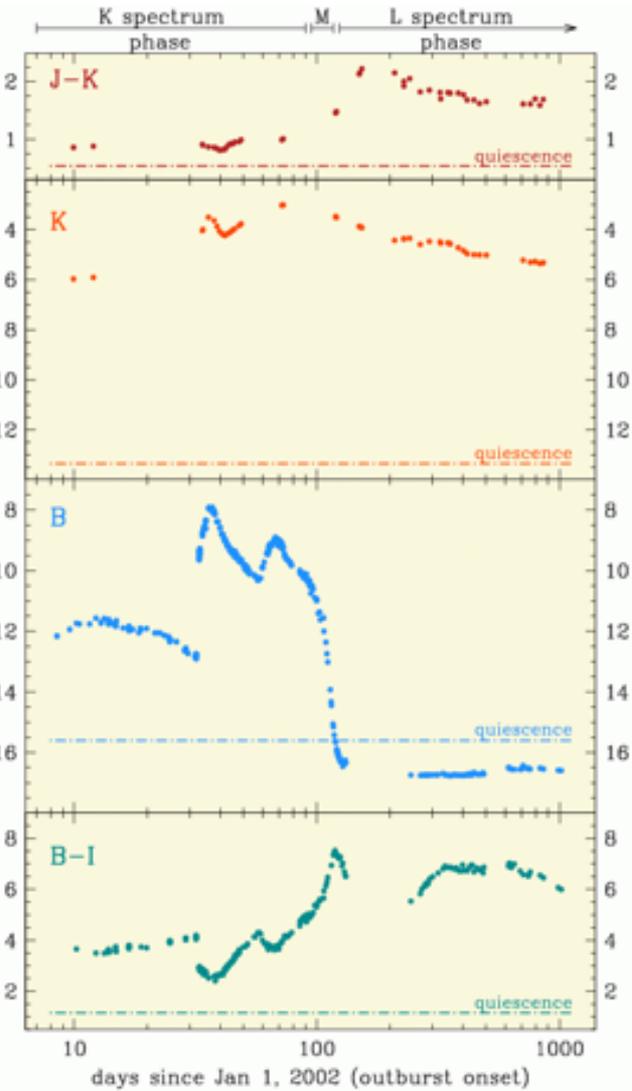


V4334 Sgrの光度曲線 (Duerbeck 2002)



V838 Mon (Red Novae)

Munari & Heiden (2005)

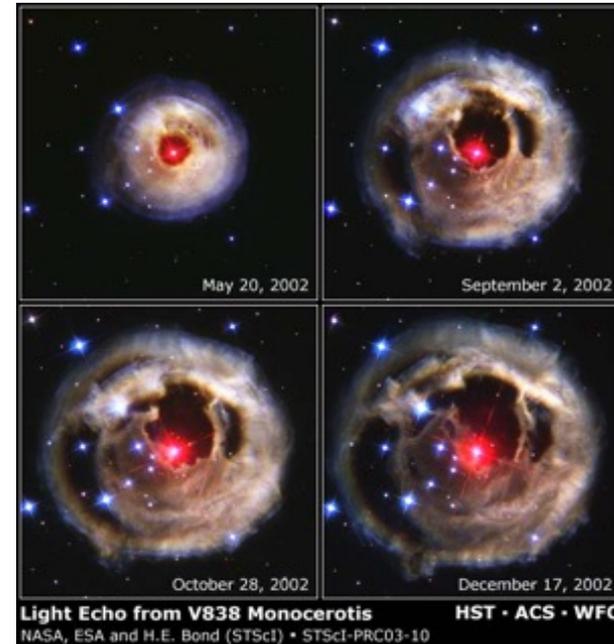


特異変光星

- 2002年1月に増光が発見。増光前は15等台。3回の極大の後、可視光では増光前よりもさらに暗い状態に。代わりに近赤外線では明るい状態が続いている。
- 発見当初は膨張ガス(500km/s)の、水素が欠乏したKIII型スペクトル。BaやLi(両方ともs-processでできる)が多い。その後、温度が低下しM型を経てL型超巨星に。このスペクトルを示した天体は史上初。
- 高い光度: 10^{38} erg/s (bolometric)
- Light echo が検出。
- B3V型の星との連星系 → 年齢が若い ≠ post-AGB

Secular variablesの類似天体、なのか、そうでないのか、まだ不明

- 巨大惑星を星が飲み込む説
 - Retter & Marom (2003)
- 星同士の合体説
 - Soker & Tylenda (2003)
- 古典新星の一種説
 - Bond, et al. (2003)
- 大質量星表面でのhelium flash説
 - Munari et al. (2005)
- 類似天体: M31-RV (1988), V4332 Sgr (1994)
 - 低温のスペクトル、高い光度が類似。

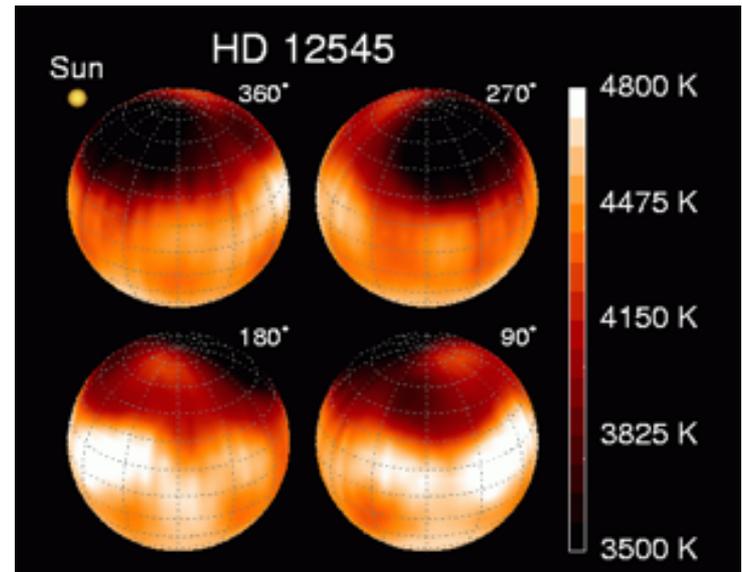
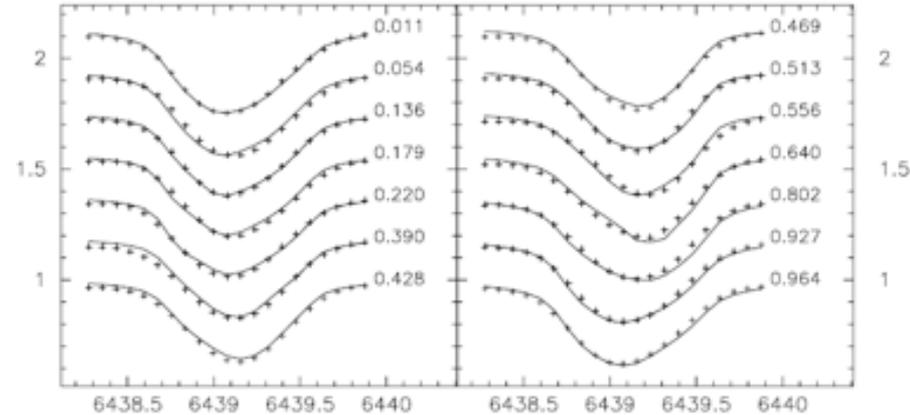


Light Echo from V838 Monocerotis
NASA, ESA and H.E. Bond (STScI) • STScI-PRC03-10 HST • ACS • WFC

回転変光星

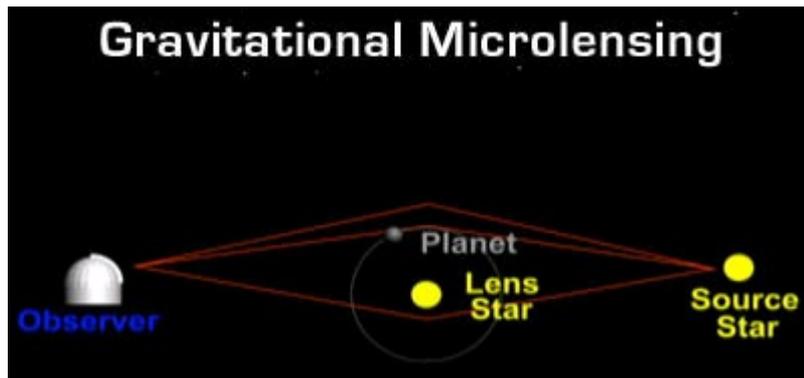
- RS CVn (RS) & BY Dra (BY)
 - 自転に伴う巨大黒点の見え方で変光する
 - 振幅<0.5等、変光タイムスケール: 数時間—数10日
 - RS CVnについては爆発変光星の項も参照
 - Doppler imaging: 吸収線プロファイルの自転に伴う時間変動から、tomographyで星表面の輝度分布を再構成する
→巨大黒点の時間変化
- 回転楕円変光星 (ELL)
 - 連星系で、ロッシュローブをほぼ満たしている天体の連星公転に伴う変光

HD 12545 (RS) の Ca I 6439 吸収線と Doppler image (Strassmeier 1999)

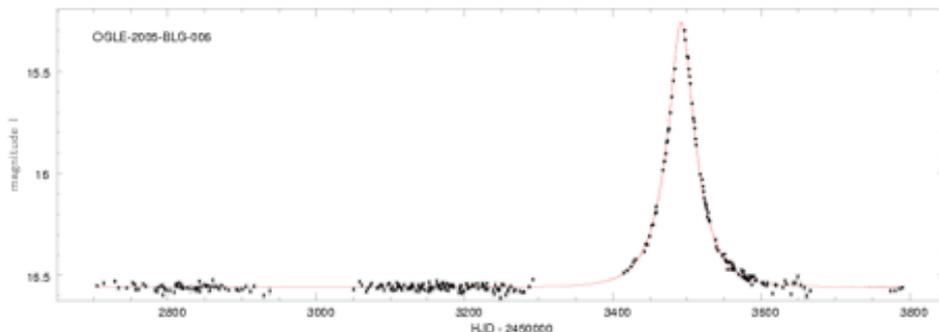


マイクロレンズ天体

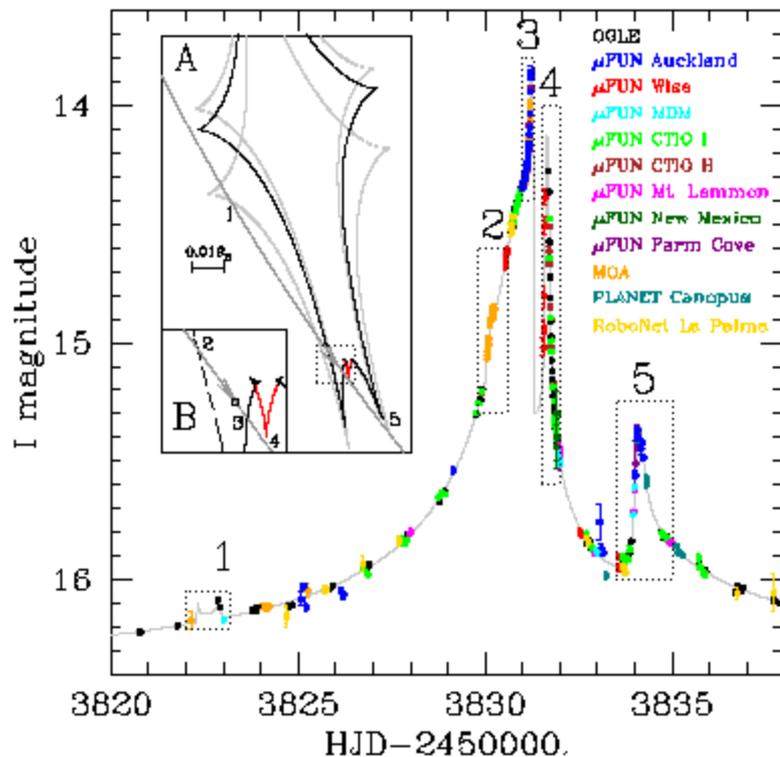
マイクロレンズ現象の概念図 (NASA)



マイクロレンズ天体 OGLE-2005-BLG-006 (OGLE)



OGLE-2006-BLG-109Lbc (Gaudi et al. 2008)



重カレンズ

- 一般相対論が預言する、重力による空間のゆがみが原因で起こる現象。手前にある重力源がレンズ天体となって、背景の天体からの光をまげ、像を多重にしたり、歪ませたりする。

マイクロレンズ現象

- 銀河系内の低質量星や褐色矮星、惑星などがレンズ天体となって、背景の天体の前を横切るときに明るく輝く
- 光度曲線からレンズ天体の物理パラメータや惑星の存在などを推定できる
- 色やスペクトルの特徴は変化しない
- マイクロレンズ現象のサーベイ計画
 - OGLE
 - MOA
 - MACHO

補足3: タイムスケール

- 現象のタイムスケールは基本的な物理描像を理解するために重要な量。
- 観測結果から
 - Exponential decayの場合
 - 横軸時間 (linear)、縦軸等級 (, or $\log(\text{flux})$) で表示して直線的に減光する場合。
 - $f \propto \exp(-t/\tau)$: τ は一般的に「時定数」と呼ばれ、時間の次元をもつ「(厳密な意味での) 現象のタイムスケール」として扱われる。
 - 矮新星、X線新星、超新星の後期 (Co decay)
 - Power-law decayの場合
 - 横軸時間 (\log)、縦軸等級 (, or $\log(\text{flux})$) で表示して直線的に減光する場合
 - 自己相似的变化で、時定数のような厳密な意味でのタイムスケールは定義が難しい。
 - 極大から何日の間に何等級減光、というような指標が用いられることがある: 新星の t_2, t_3 や、超新星の Δm_{15}
 - べき指数をそのまま扱うことも: GRB 残光
 - いずれの場合も、時刻のゼロ点に依存する。
 - 変動が不規則、複雑な場合
 - 特に複数のフレアが重なっているような状況が想定される場合、(見かけ上) 1つの減光のタイムスケールから物理量を推定するのは注意が必要。
 - GRB など現象の持続時間が短い場合は、検出される総光子の内 90% が入る時間をタイムスケールの指標として扱うこともある (T_{90})。

高エネルギー変動天体

- X線連星
- ガンマ線バースト
- ブレーザー

- 本講義では原則として可視域で大きな変光が観測されるものに限る。
 - 回転駆動型パルサー、ミリ秒パルサーなどは詳細省略

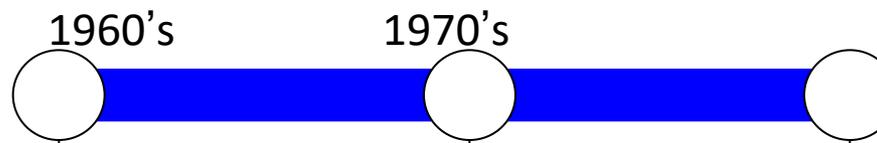
本講義で扱う「高エネルギー変動天体」とは

- 時間変動天体の研究は「変光星」の研究として古い歴史がある(これまでの資料参照)。
- その長い歴史の中で変光星の研究は可視光による研究が主だった。
 - 眼視観測など
- 研究の進展とともに変光星分類も細分化し、IAU(国際天文連合)公式のGCVS (General Catalog of Variable Stars)で定義をまとめ公開するようになった。
- しかし、1970年代にX線天文学が誕生。そこで観測されるX線源の多くは時間変動天体で、可視域の(やはり変光する)対応天体も発見される。変動天体の研究は可視光だけのものではなくなった。
- X線天文学が明らかにしていく新たな変動天体現象の数は多く、IAU(CBAT)は必ずしも全ての新X線源の発見情報を速報しなくなった。
 - 可視光対応天体が観測されるX線源でもGCVS名が付く天体と付かない天体がある
 - 最新のGCVSでかなり改善
- 本講義では、変光星の教科書ではあまり扱われない、これらX線観測が主導して確立してきた時間変動天体を「高エネルギー変動天体」として、紹介する

X線連星

- 発見の歴史
- 分類
- ブラックホールX線連星
- 中性子星X線連星

発見 (S)



Sco X-1 (Giacconi 1962)
Neutron star X-ray binary

Stellar-mass black hole in Cyg X-1
(Webster & Murdin 1972; Bolton 1972)

Black hole X-ray no
(Elvis et al. 1975)

letters to nature

Discovery of powerful transient X-ray source A0620-00 with Ariel V Sky Survey Experiment

ON August 3 a faint new X-ray source was discovered (at 15 Ariel counts s^{-1}) near the boundary of the Monoceros and Orion constellations and 6° from the galactic plane, during routine monitoring of the Milky Way with the Ariel V Sky Survey Experiment (SSE). During the following week, the source—designated A0620-00—increased

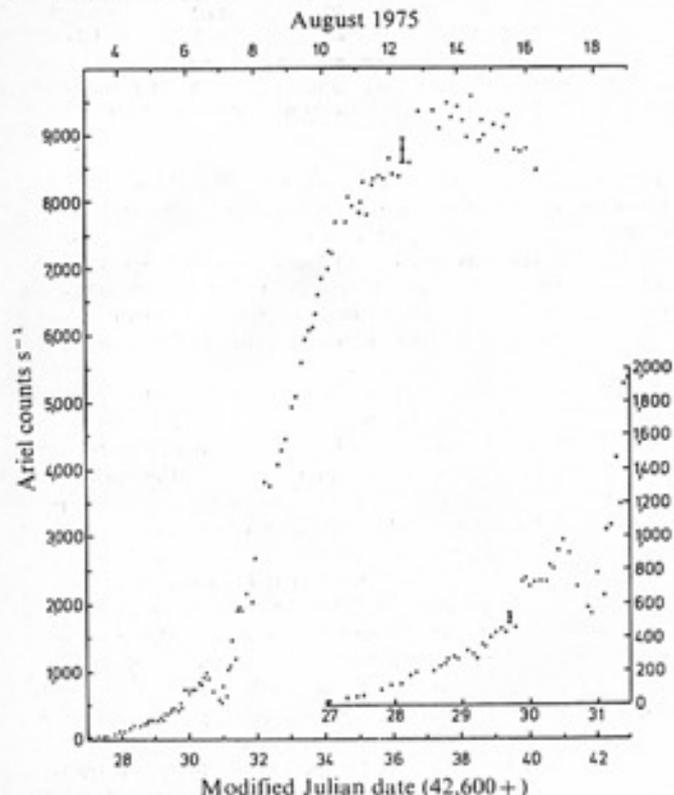


Fig. 1 The X-ray light curve of A0620-00 obtained with the SSE at 2-18 keV. The error bars are $\pm 1 \sigma$ statistical errors at the lower intensity end (see inset); towards the peak the major error arises from uncertainties of 0.1° in the spacecraft attitude.

rapidly in intensity (2-18 keV). The correlation with the S coordinate is in correspondence with corresponding counts rate of $400 s^{-1}$ and on August 6 it is a feature seen in Ariel transient A0620-00 with the spin axis of the source have remained

Figure 2 shows the Survey chart map position, an immediate counterpart' discovered by the Palomar survey with the UK Sky Survey of the considered source. The source is limited by sky visibility only near the optical star and a short lived flare is reported in a

Most current estimates of the mass transfer in this star is probably around $10^{-5} M_{\odot} yr^{-1}$ but the high X-ray luminosity difference from the optical star detected by, probably in that form, the object has to be case it is of particular interest and thus the X-ray likely, the source August 12 coincides with the Eddington limit ($\sim 650 keV cm^{-2}$ luminosity (1.3 at a distance of 10 pc) and the absorption feature

X線連星の分類

可視域での伴星と円盤の光度の比較

	Optical luminosity (erg/s)		
	HMXB	LMXB (quisc.)	LMXB (outb.)
伴星	10^{36-38}	10^{31-32}	
円盤	$\ll 10^{35} ?$	$< 10^{31} ?$	10^{34-37}

質量関数 (離心率込み)

$$f(M_1) = \frac{(M_1 \sin i)^3}{(M_1 + M_2)^2} = \frac{P}{2\pi G} K_2^3 (1 - e^2)^{3/2}$$

コンパクト天体での分類

- Black hole X-ray binary: 視線速度曲線から質量関数 (mass function) が3Moを超える天体。
 - ただし、質量関数が決定しなくても、X線スペクトルの挙動だけからブラックホールであるとされることも多い。
- Neutron star X-ray binary: X線パルサーやX線バースター。X線スペクトルに1keV程度の熱放射が見える天体。

伴星での分類

- High mass X-ray binary (HMXB): 伴星がOB型星。wind accretion。
- low mass X-ray binary (LMXB): 伴星がGKM型星。Roche-lobe overflow。

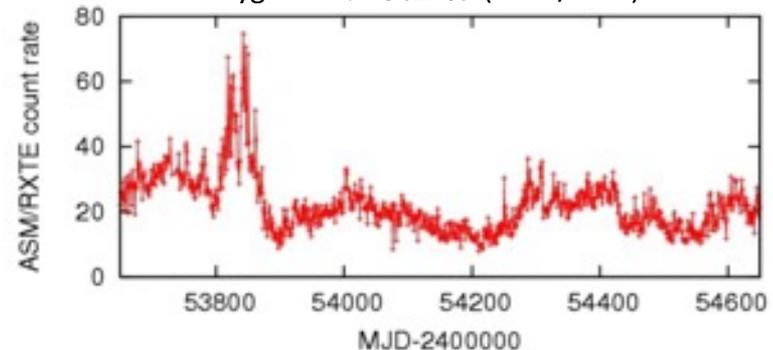
時間変動での分類

- Persistent source : 常にX線が優位に検出される天体。だいたい 10^{34-38} erg/sの間で変動 (Sco X-1, Cyg X-1, SS 433, GX 339-4など)
- transient source: 爆発的な増光現象で発見される天体。だいたい 10^{31-39} erg/sの間で変動 (V616 Mon, V404 Cyg, KV UMaなど)
 - Soft transient と hard transient: 70年代から80年代前半までに分類として使われていたもので、中性子星X線連星のtransientが hard transient で、それ以外は soft transient だったものと考えられる。
 - Ultrasoft transient とX線新星 (X-ray nova): 80年代から90年代半ばまでに使われたもので、0.1KeV程度の温度の黒体放射でスペクトルを表すことができる天体。特に爆発振幅が大きい特徴をもっていたため、X線新星とも呼ばれたが、古典新星とは全く関係はない。

大質量ブラックホールX線連星

- 全て persistent source
 - Cyg X-1, LMC X-1, LMC X-3
- Cyg X-1
 - 最初のブラックホールX線連星
 - 明るい時にソフト、暗い時にハードなスペクトルを示すことから、“high soft state”, “low hard state”と呼ばれる

Cyg X-1の光度曲線 (RXTE/ASM)



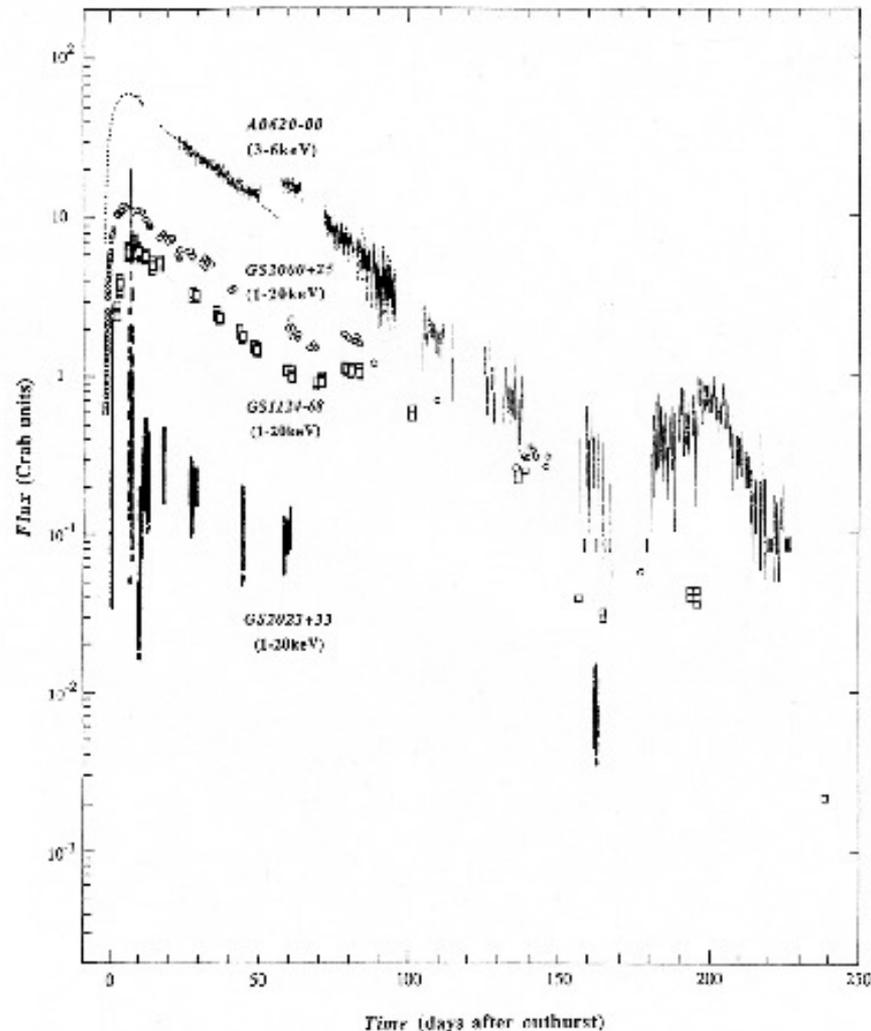
ブラックホールX線連星の物理量 (McClintock & Remillard 2003)

Source	Alternative name ^a	Year ^b	Type ^c	$F_{x,max}$ (μJy^d)	D (kpc)	P_{orb} (hr)	Spec.	References
0422+32	V518 Per	1992/1	L,T	3000	2.6 ± 0.7	5.1	M2V	1,2
0538-641	LMC X-3	–	H,P	60	50 ± 2.3	40.9	B3V	3,4
0540-697	LMC X-1	–	H,P	30	50 ± 2.3	101.5	O7III	3,5,6
0620-003	V616 Mon	1975/2	L,T	50000	1.2 ± 0.1	7.8	K4V	7,8,9,10
1009-45	MM Vel	1993/1	L,T	800	5.0 ± 1.3	6.8	K7/M0V	11,12
1118+480	KV UMa	2000/1	L,T	40	1.8 ± 0.5	4.1	K5/M0V	13,14
1124-684 ^e	GU Mus	1991/1	L,T	3000	5 ± 1.3	10.4	K3/K5V	15,15a,16
1543-475	HL Lupi	1971/4	L,T	15000	7.5 ± 0.5	26.8	A2V	17,18
1550-564	V381 Nor	1998/5	L,T	7000	5.3 ± 2.3	37.0	G8/K8IV	19
1655-40	V1033 Sco	1994/2	L,T	3900	3.2 ± 0.2	62.9	F3/F5IV	20,21,22
1659-487 ^f	V821 Ara	1972/ ^f	L,T	1100	4	42.1:	–	23,24
1705-250	V2107 Oph	1977/1	L,T	3600	8 ± 2	12.5	K3/7V	7,25,26
1819.3-2525	V4641 Sgr	1999/1	L,T	13000	7.4-12.3	67.6	B9III	27
1859+226	V406 Vul	1999/1	L,T	1500	11	9.2:	–	28,29
1915+105	V1487 Aql	1992/1	L,T	3700	11-12	804.0	K/MIII	30,31,32,33
1956+350	Cyg X-1	–	H,P	2300	2.0 ± 0.1	134.4	O9.7Iab	34,35
2000+251	QZ Vul	1988/1	L,T	11000	2.7 ± 0.7	8.3	K3/K7V	35a,7,36,37
2023+338	V404 Cyg	1989/3	L,T	20000	2.2-3.7	155.3	K0III	38,39,40

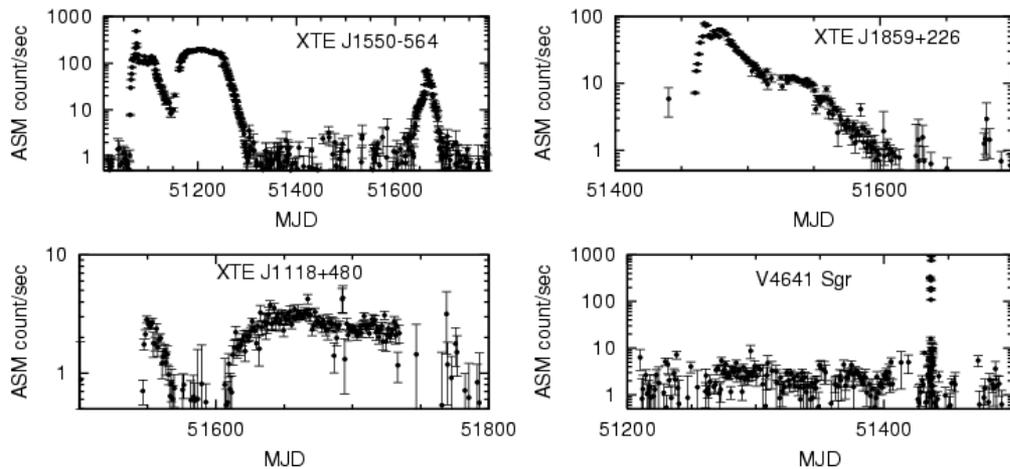
低質量ブラックホールX線連星

- 「ブラックホールX線新星」「BHXT」「BHXN」とも呼ばれる
- 70年代～「ぎんがトランジェント」時代
 - 共通の光度曲線
 - Fast-rise exponential-decay (FRED)型の光度曲線： $\tau = 30\text{-}40\text{day}$
 - 極大から数十日後に第2極大
 - 矮新星爆発理論(円盤不安定性)を応用。中心付近からの照射効果が重要。
- RXTE時代～
 - 光度曲線に多様性
 - 潮汐不安定性の効果？(矮新星スーパーアウトバーストと同類？)
 - 再増光
 - ジェット成分の寄与？

ぎんがトランジェントの光度曲線 (Tanaka & Lewin 1995)



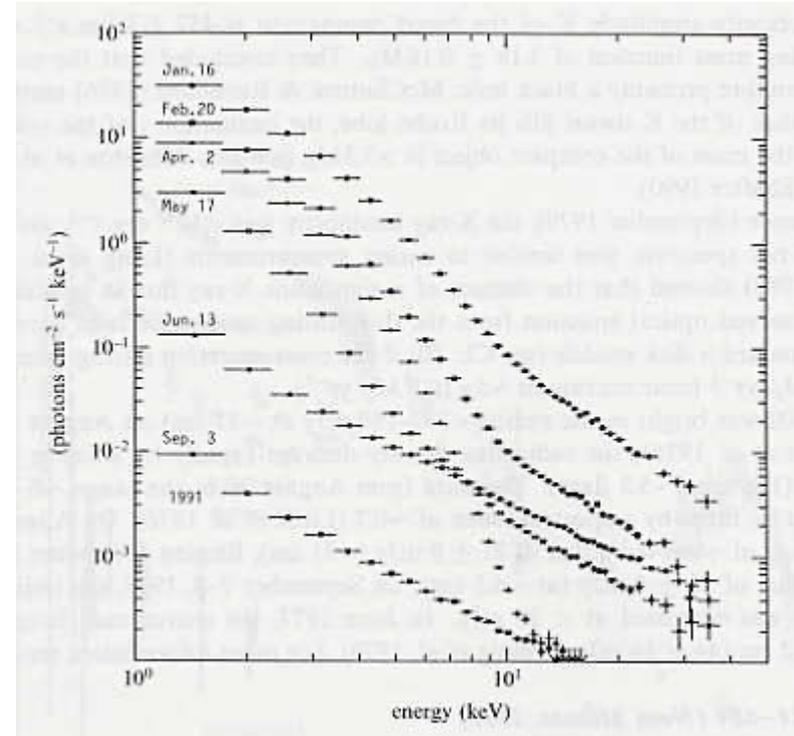
RXTE/ASMが観測したブラックホールX線新星の光度曲線



X線のスペクトル状態

- X線光度に応じてスペクトル形状が変化
 - 多くのX線連星で共通
- High soft state
 - 降着円盤からの熱的成分が卓越
- Low hard state
 - スペクトルは power law成分で表せる非熱的成分が卓越
 - 短時間変動が顕著(QPO:0.01-100Hz)
 - 定常的に電波が強い(定常ジェット?)
- Quiescent state
 - 光子が少ないため研究が難しいが、low hard stateと同様とされる
 - GX 339-4 では「off state」とも呼ばれる
- Very high state
 - 降着円盤成分とpower law成分の両方が明るい
 - 高い光度(アウトバースト極大数日間)で現れることがある:
 $L \sim 10^{39}$ erg/s (Eddington光度に近い)
 - 短時間変動が顕著
- Slim disk state
 - 高い光度で現れることがある、降着円盤からの熱的成分が卓越した状態。ただし、標準降着円盤モデルではなく、slim diskモデルが合う
 - Very high stateよりも高い光度で実現?
- Intermediate state (Mendez & van der Klis 1997; GX 339-4)
 - High soft stateから low hard state へ遷移する期間に現れる状態
 - 降着円盤成分とpower law成分の両方が見える
 - 短時間変動が顕著

GS 1124-68のスペクトル変化 (Tanaka & Lewin 1995)



降着円盤とX線ステート

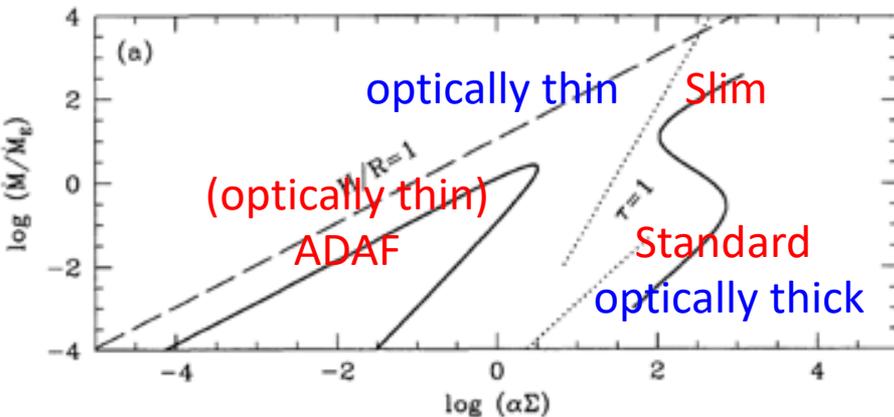
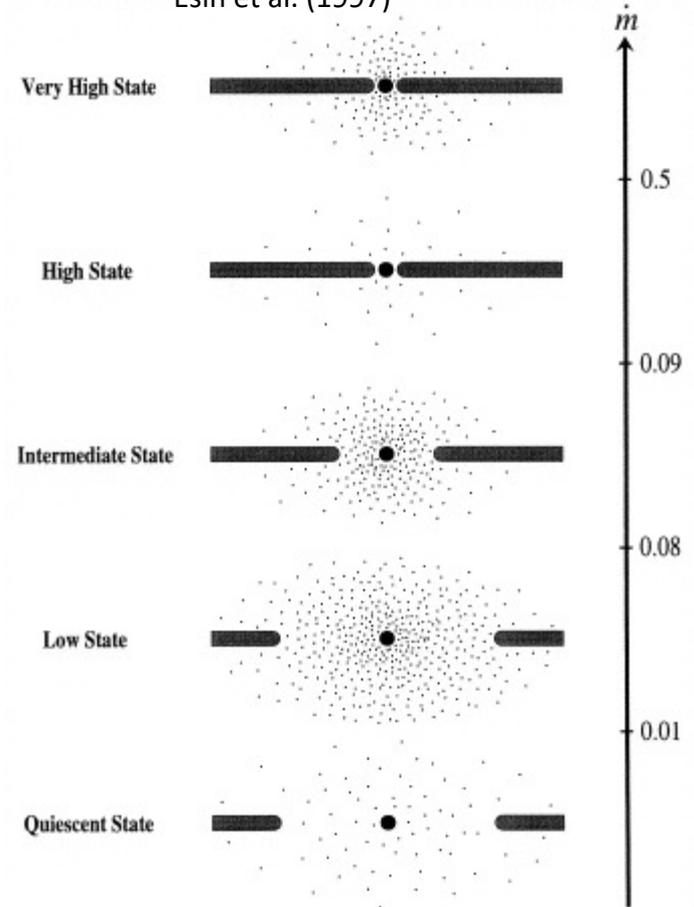
降着円盤モデル

- 粘性加熱で解放される重力エネルギーがどのような形に変わることによって、降着円盤の性質(モデル)が変わる
- 標準円盤モデル
 - 放射冷却が有効なモデル
 - 光学的に厚く、幾何的に薄い
- RIAF (radiatively inefficient accretion flow)
 - 放射冷却が有効でない場合
 - エネルギーはガスの内部エネルギーへ
 - (optically thin) ADAF: advection dominated accretion flow。移流優勢円盤。光学的に薄く、幾何的に厚い。動径方向の運動エネルギーが上がり、free fallに近い速度で降着する。
 - Slim disk: optically thick ADAF。超臨界(super-Eddington)降着。ガス圧よりも放射圧が優勢になる。

X線ステートと降着円盤モデル

- High soft state: 標準降着円盤モデルが預言する熱的な放射で説明できる
- Low hard state: 非熱的な成分であるため、ADAFが適当と考えられている。

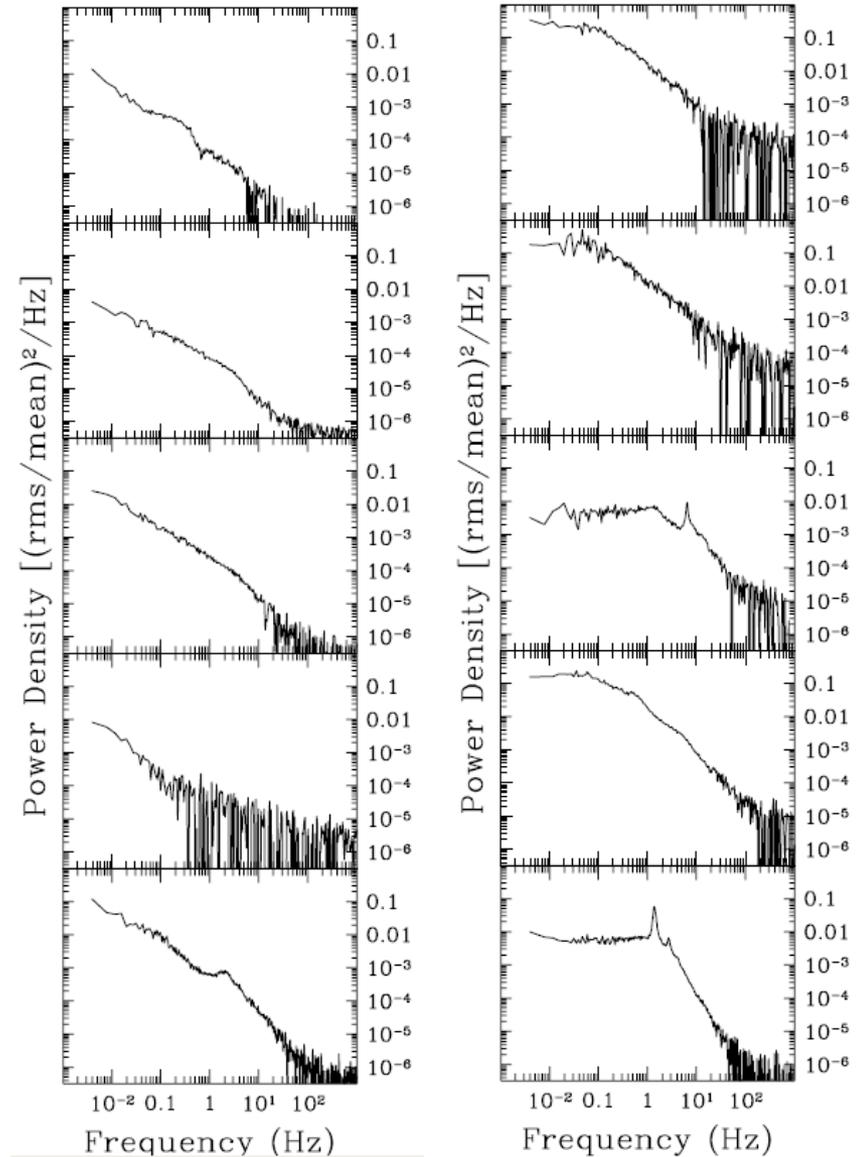
Esin et al. (1997)



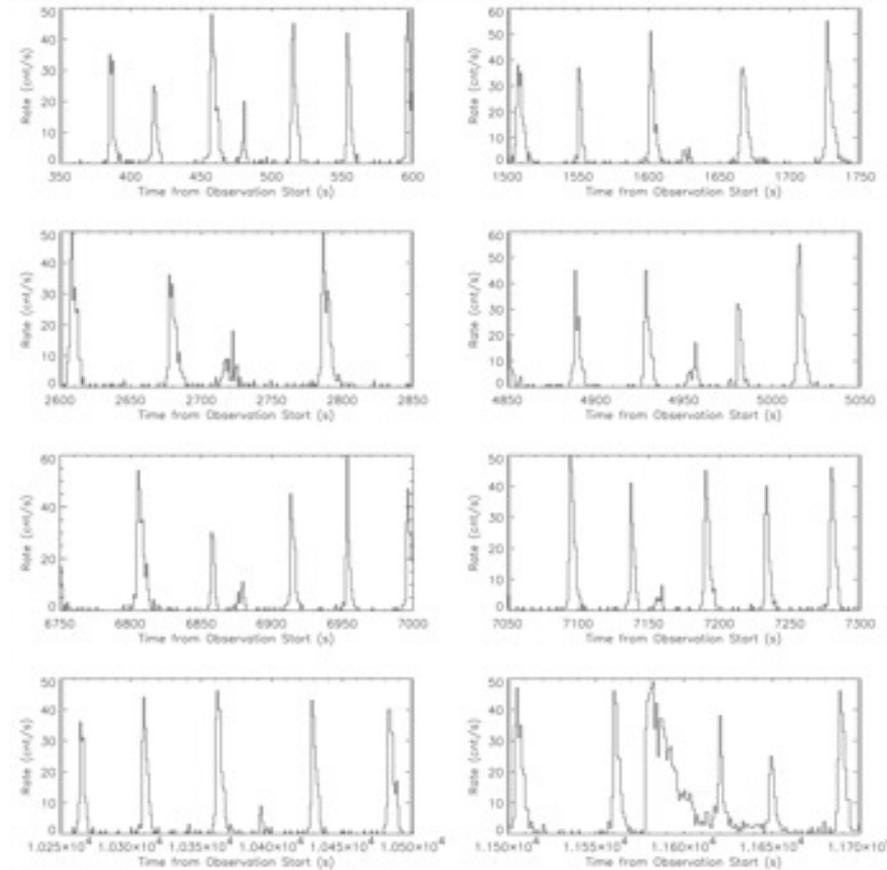
ブラックホールX線連星の短時間変動

Soft state (左)とhard state(右)のパワースペクトル
(McClintock & Remillard 2006)

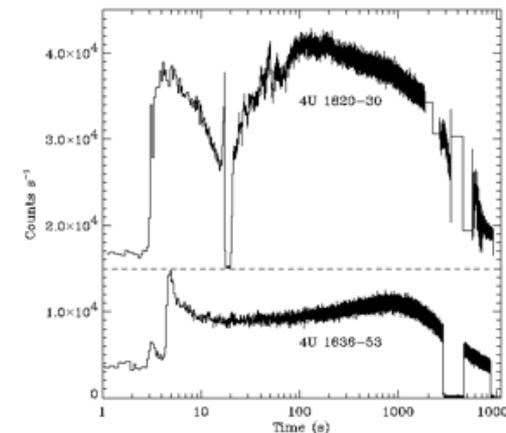
- 短時間変動
 - Low state, very high state, intermediate stateに顕著
 - パワースペクトルの特徴
 - 低周波数側: ほぼflat
 - 高周波数側: power law
 - スペクトルが折れ曲がる付近でQPOが現れることもある
- fluctuation
 - パワースペクトルの高周波数側で power law 的になっている部分。べき指数は1-2。
 - Shot の重ね合わせ? (Negoro et al. 1994)
 - フラクタルな磁場構造? (Kawaguchi et al. 2000)
- QPO (準周期的変動; quasi-periodic oscillation)
 - Low frequency QPOs: パワースペクトルの折れ曲がり部分に現れる。0.1-10Hz
 - High frequency QPOs: 数百Hz。2:3の周波数比のペアで現れることが多い。
 - 降着円盤の振動? (Kato 2000)



中性子星X線連星



Strohmayer et al. 2002



スペクトルの特徴

- ブラックホールX線連星と異なるのは、中性子星表面からの熱放射と、以下の2種類の時間変動

X線パルサー (主にHMXB)

- 中性子星の自転周期
- 連星系を形成していない単独パルサーも存在する。

X線バースター (主にLMXB)

- タイプIバースト

- 中性子星表面での核融合 (thermonuclear flash)
- 持続時間: 数十秒-数分、間隔: 数分-数日 (不規則なものが多い)

- タイプIIバースト

- 降着率の増加
- タイプIIバーストをおこすものはRapid Bursterと呼ばれる。タイプIバーストも起こす。
- 短いものでは数秒おきにバーストする

- スーパーバースト

- Cornelisse et al. (2000)で発見 in 4U 1735-44
- 持続時間1-数時間: タイプIバーストよりも桁違いに長い
- 炭素の層が比較的安定に燃えている?

中性子星X線連星の分類

Z-source と Atoll-source

- 中性子星を含むLMXBでpersistent sourceを、X線の2色図での振る舞いで分類。短時間変動の特徴とよく相関する (Hasinger & van der Klis 1989)
- Z sourceの方が質量降着率が高い

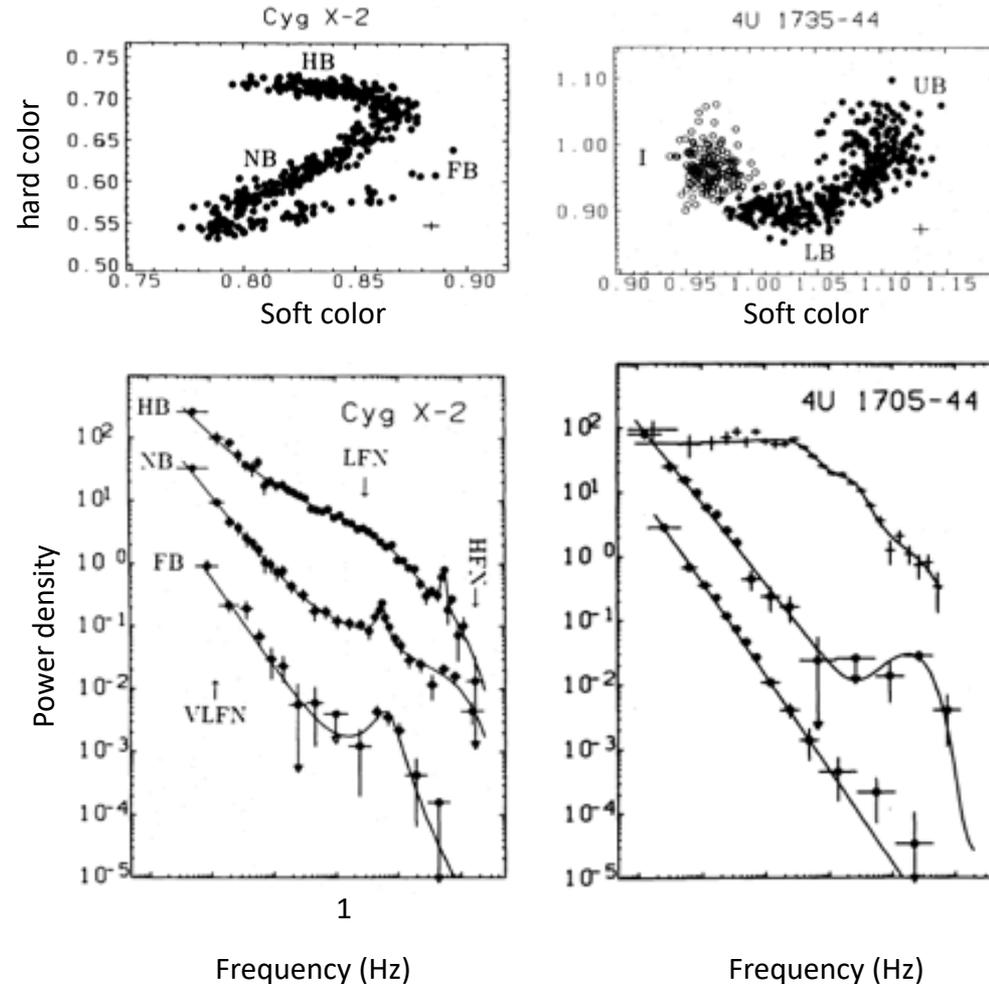
Z-source

- Horizontal branch: 最も暗い状態。短時間変動が顕著。高周波数のQPOが見える(10-100Hz)。
- Normal branch: 通常の状態。短時間変動が依然顕著。低周波数のQPOが見える(1-10Hz)。
- Flaring branch: フレア期。短時間変動は低周波数側が顕著で、低周波数のQPOが依然見える(1-10Hz)。

Atoll-source

- Island: 最も暗い、通常の状態(数週間から数カ月)。短時間変動が顕著で、高周波数まで fluctuationが見える
- Lower banana: Islandから明るくなり始める状態。短時間変動は依然顕著。
- Upper banana: 最も明るい状態。短時間変動は弱く、低周波数側の変動が主。Lower bananaからの滞在時間は数時間から数日。

Z source と atoll source の2色図及びパワースペクトル (Hasinger & van der Klis 1989)



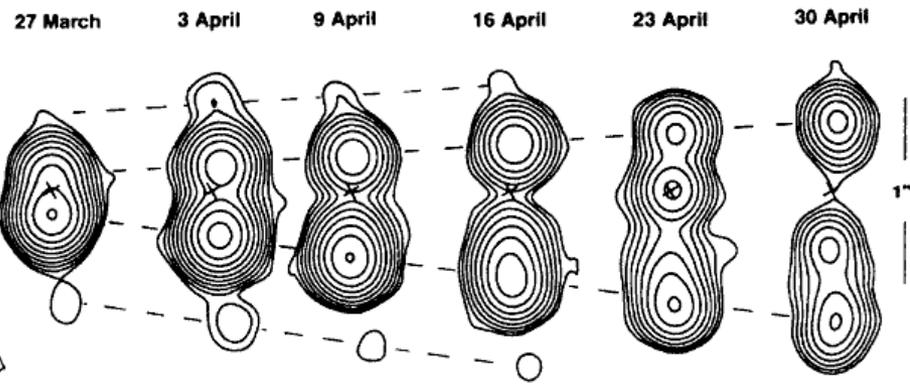
X線連星に関連するその他の天体・分類・現象

- マイクロクエーサー
- Ultraluminous X-ray sources
- Supersoft X-ray sources

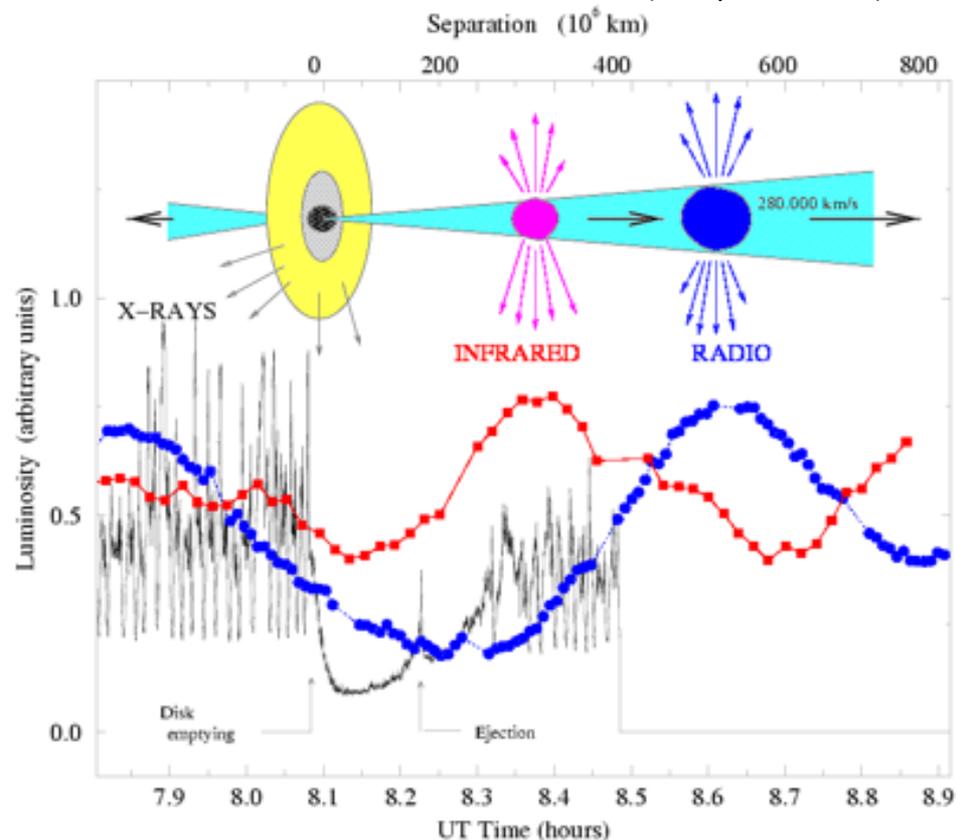
マイクロクエーサー

- GRS 1915+105 と GRO J1655-40
 - 90年代半ばに発見
 - Super-luminal motion: みかけの速度が光速を超える = 相対論的ジェット ($\Gamma=2-3$)
 - 両天体ともBHXT&LMXB
- 銀河中心方向のジェット天体
 - 時間変動しない大規模な電波ジェット (ex. 1E 1740.7-2942)
- Low hard state = jet state?
 - Low hard state 時の強い電波放射をジェットと考え、low hard state時には定常ジェットが存在するとされる (Fender 2000)。
- 現在のマイクロクエーサーの定義
 - BHかNSかは関係ない
 - ジェットの存在を示唆するような観測的特徴をもつX線連星は全てマイクロクエーサー (by F. Mirabel)

GRS 1915+105 の電波(3.5cm)イメージ (Mirabel et al., 1994)



GRS 1915+105 の多波長光度曲線 (Chaty et al. 1998)



Ultra-luminous X-ray source (ULX)

Suzaku J1305-4931 in NGC 4945 (Isobe et al. 2008)

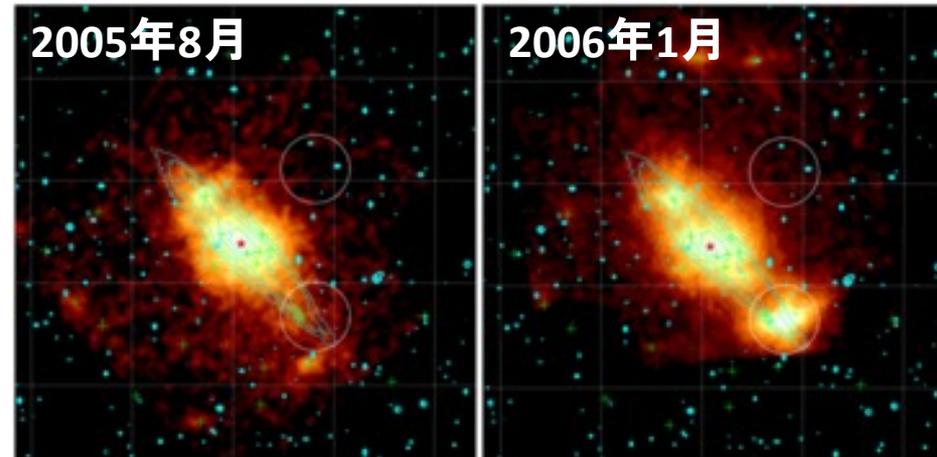
カラー：XIS FI画像, 等高線：赤外線画像

系外銀河の明るいX線源

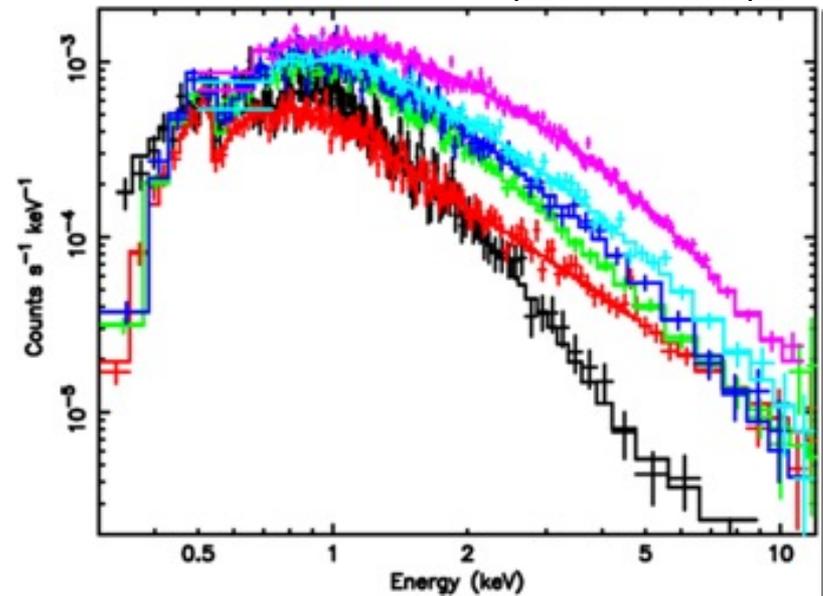
- 光度で 10^{39} erg/s以上あり、X線連星がEddington luminosityで光っていると考えられている

$$L_{\text{Edd}} = \frac{4\pi GMm_p c}{\sigma_T} = 1.25 \times 10^{38} (M / M_{\text{sun}}) \text{erg/s}$$

- 光度が高いものでは >100Moのブラックホールが必要となり、以下のシナリオが提唱されている
 - 中間質量ブラックホール説: 恒星質量BHと銀河中心の巨大BHの中間? ただし、元の恒星質量は >>100Moになり、従来の星形成の理論では難しい。M82 X-1のように光度が 10^{40-41} erg/s ある明るいものは有力な候補。
 - 相対論的ビーミング説: ジェットが観測者方向を向いている。スペクトルの再現が難しい。
 - Slim disk 説: 円盤状で光るならEddington光度を超えられる可能性がある。 10^{39} erg/s程度なら有力
- 系内のXB同様、state transition するもの、transientなものが存在する



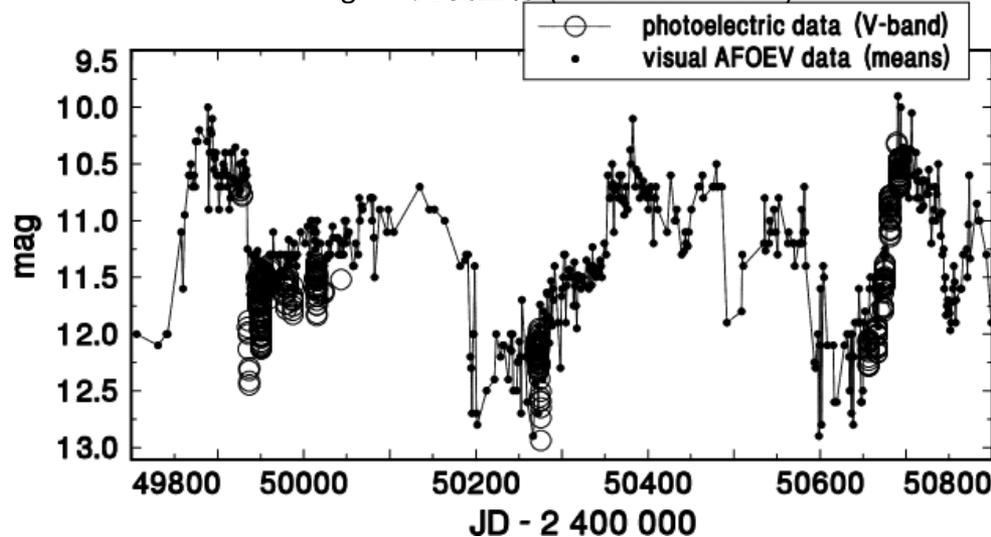
NGC 1313 X-1 のX線スペクトル (Mizuno et al. 2007)



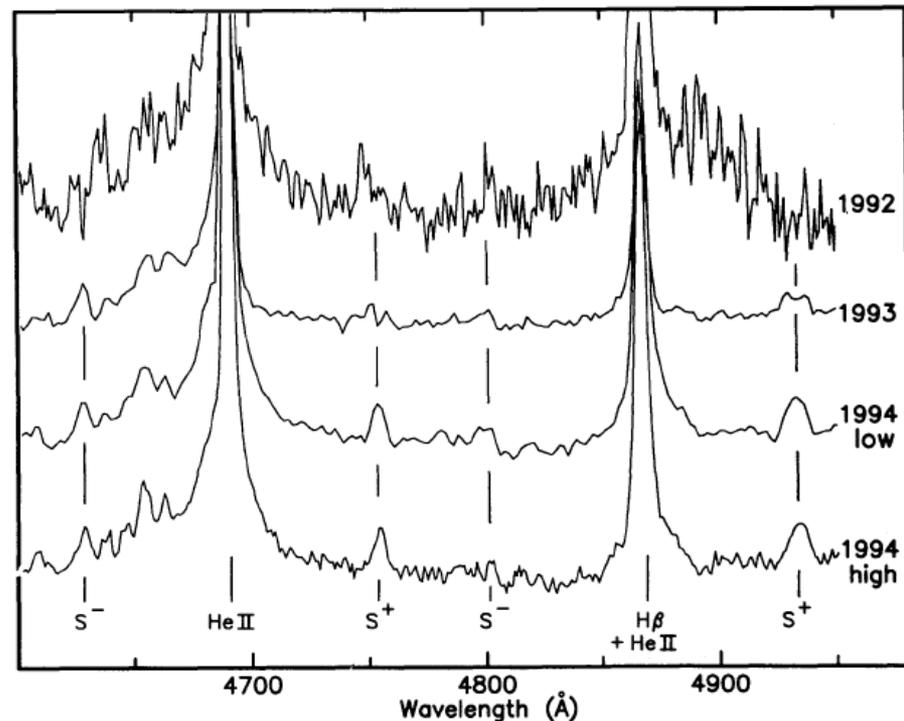
Supersoft X-ray source (SSS)

- 超軟X線源 (supersoft X-ray source; SSS; SSXS)
 - 数十eVの黒体放射が観測されるX線源(系内及び近傍銀河)
 - 光度は $\sim 10^{37}$ erg/s で、白色矮星の Eddington luminosityに近い
 - 白色矮星を含む近接連星系で、白色矮星表面で水素の核融合が安定して起こっている天体とされる
 - ジェットを放出
 - Type Ia 超新星の候補天体の1つ
- CAL 83
 - LMC に発見された SSS のプロトタイプ
- V Sge
 - novalike variable + 食連星
 - 強い円盤風
 - SSS と同類と考えられ、novalike のこの一群を "V Sge stars" と呼ぶこともある。
- 古典新星の supersoft phase
 - 古典新星の極大後、核燃焼が継続しながら光球が縮むと、ある時期から超軟X線が強く放射され、このような時期を supersoft phase と呼ぶ。

V Sge の光度曲線 (Simon et al. 2001)



CAL 83 の輝線プロファイル (Craption et al., 1987)

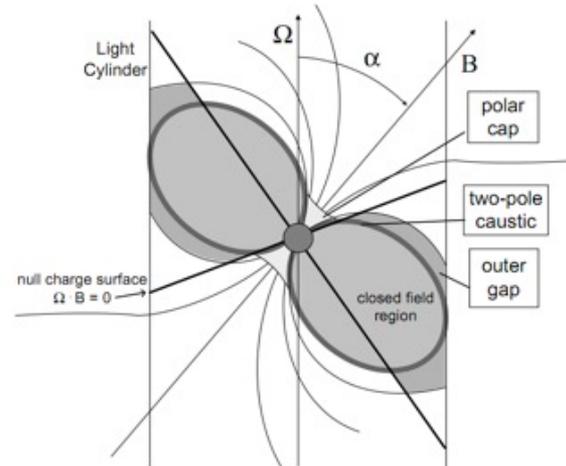


Fast X-ray transients (省略)

- この10年で確立されてきた新しい天体群
- 持続時間～1日以下のX線トランジェント
 - 一部はフレア星
 - OB型超巨星 + 中性子星 (or blackhole) (= supergiant fast X-ray transients)からも検出。こちらはバーストの起源不明。
- X線フラッシュ(XRF): 持続時間<数千秒のイベントで、GRBの亜種としての見方がある。

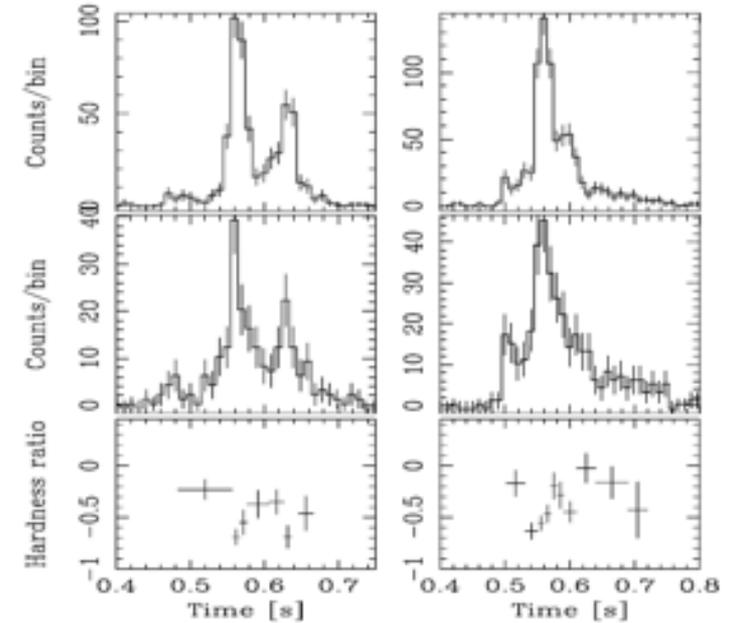
回転駆動型パルサー (省略)

- 連星系ではない、単独の中性子星
- パルス周期: ミリ秒～数秒
- 周期の増加が検出
 - Period derivative = $10^{-20} - 10^{-10}$
 - 回転エネルギーが放射のエネルギー源
- 放射源が不明
 - 非熱的放射の存在 → 粒子の加速源は?
 - Polar-cap model と outer-gap model

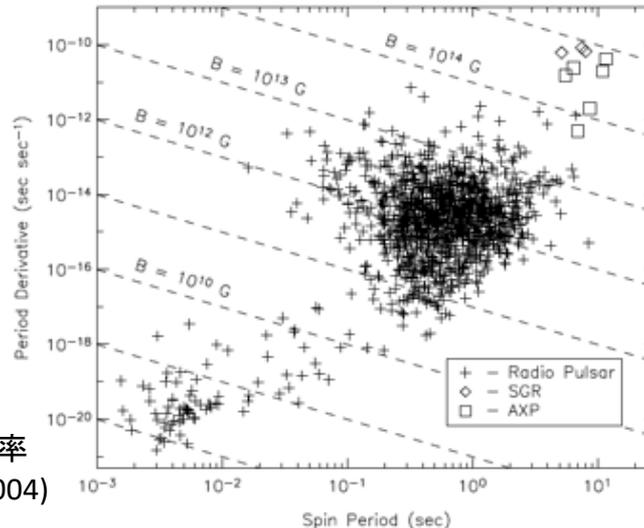
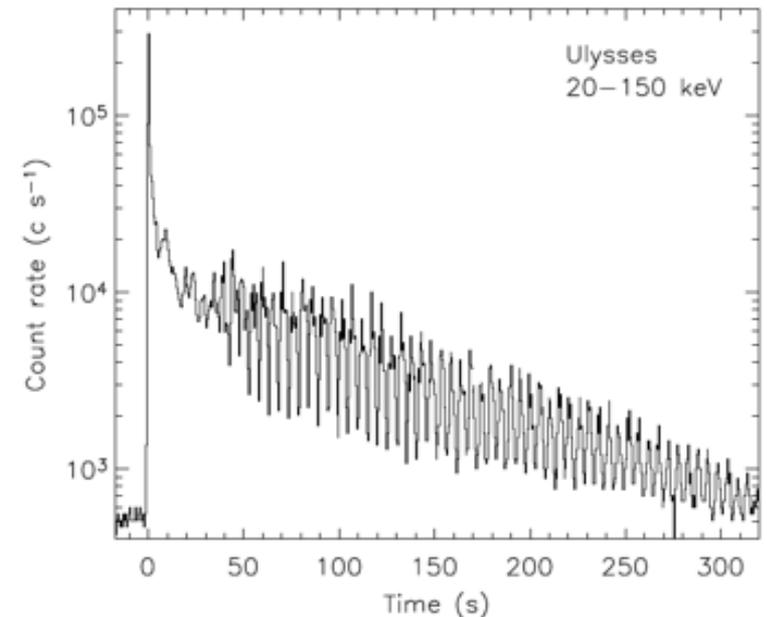


軟ガンマ線リピーター

- 軟γ線リピーター (soft gamma-ray repeater; SGR)
 - 発見当初はGRBの1種と考えられたが、バーストが繰り返すこと、パルスが検出されたこと、などからパルサーの1種であることが判明。
 - パルス周期5-12秒、大きい周期減少率(10^3 -5 yr)。連星系ではない。
 - 短いバースト: 0.1秒、不規則、 $\sim 10^{41}$ erg/s
 - Giant flare: 1秒ほどの鋭いspikeのあと、パルスが受かる。 $\sim 10^{44-47}$ erg/s。これまでに3イベントが知られている。規模が中間のバーストもあり、機構が同じ可能性も。
- Anonymous X-ray pulsar (AXP)
 - X線光度が異常に高いパルサーとして発見。
 - パルス周期と周期減少率がSGRと類似、いくつかのAXPではSGR-likeなバーストも観測 → SGRと同種天体
- Magnetar モデル
 - SGR, AXPはともに $B=10^{14-15}$ Gの磁場をもつ中性子星(=Magnetar)
 - 中性子星磁場の限界: 電子のランダウレベルのエネルギー差=静止質量 ($mc^2 = \hbar\omega \equiv \hbar eB/mc, B = \frac{m^2 c^3}{\hbar e} \sim 10^{13}$ G)
 - 放射エネルギーは主には磁場からきていと考えられている。
 - 固体表面の間欠的な破砕、リコネクション、など



SGR 1900+14 の giant flare (Hurley et al. 1999)



パルサーの周期-周期変化率
(from Woods & Thompson 2004)

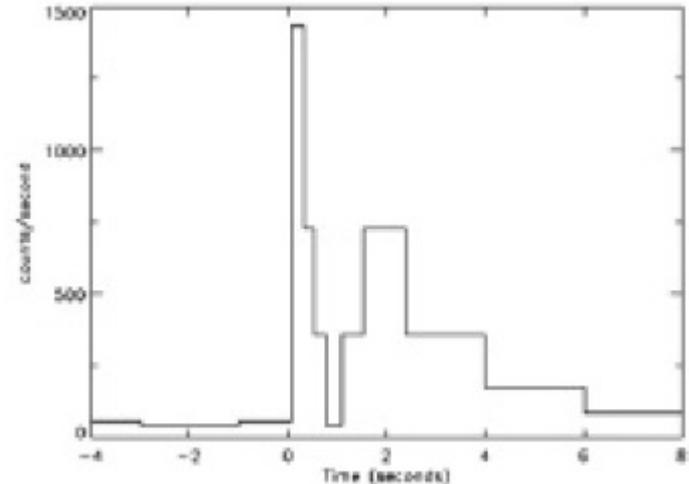
ガンマ線バースト

- 発見と研究の歴史
- 分類
- Compactness problem
- Synchrotron-shock model (fireball model)
- Jet break

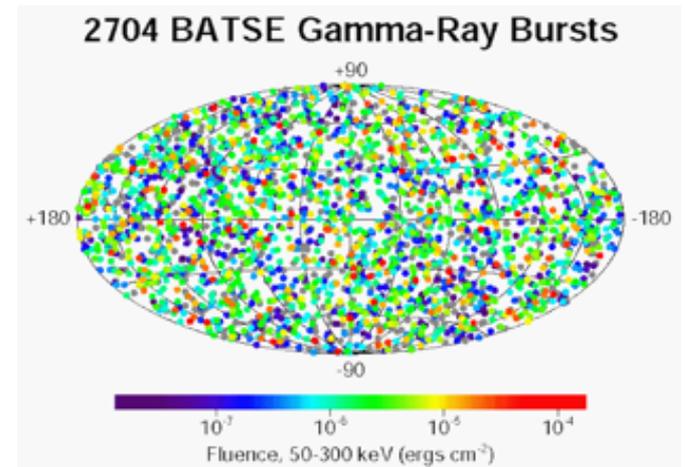
発見～1997年

- 発見
 - 米国の核実験監視衛星「Vela」が地球からの核実験によるガンマ線ではなく、宇宙からやってくる正体不明のガンマ線を検出。初検出は1967年。1973年に発表。
- 起源について黎明期の議論
 - 距離の不定（太陽系近傍説から宇宙論的距離まで）
 - 銀河円盤内起源説は90年代のBATSE検出器の観測によって棄却（GRBは銀河面に集中して分布しておらず、全天に一樣）。
 - 宇宙論的距離説はエネルギーの問題（compactness problem）から不利とされてきた。

Vela衛星が検出したGRB

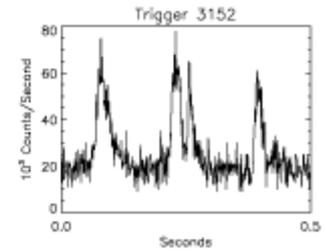
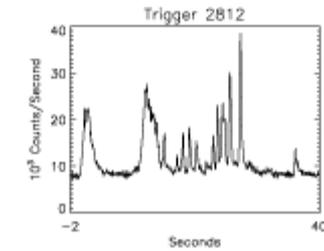
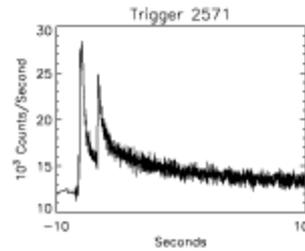
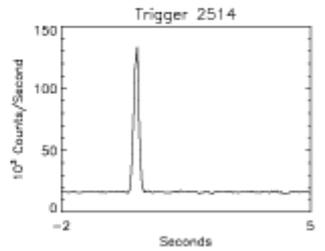
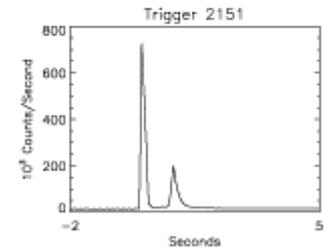
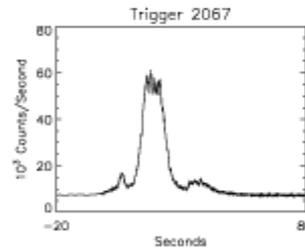
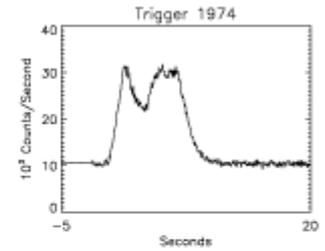
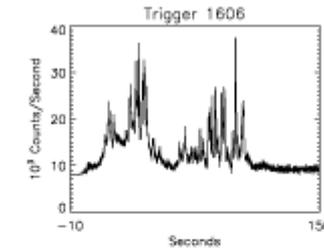
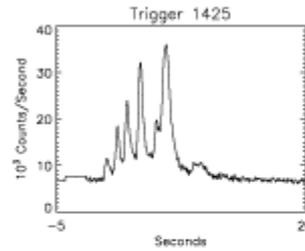
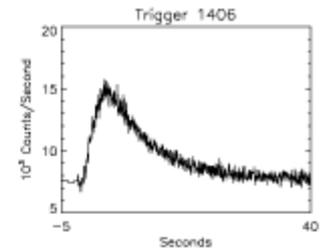
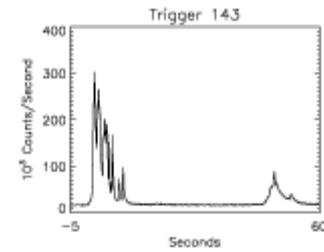
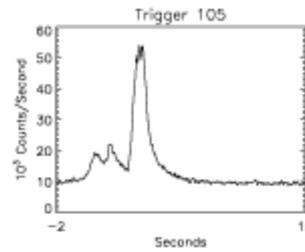
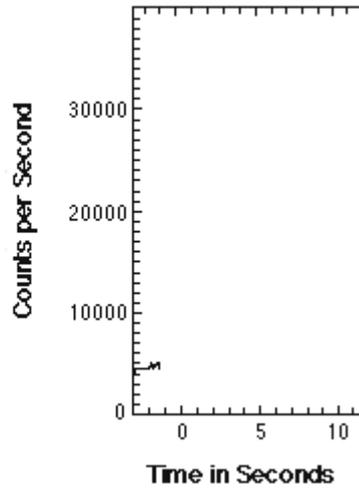
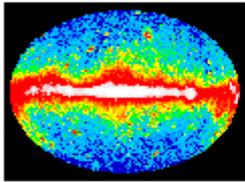


BATSE検出器が捉えたGRB



GRB 光度曲線

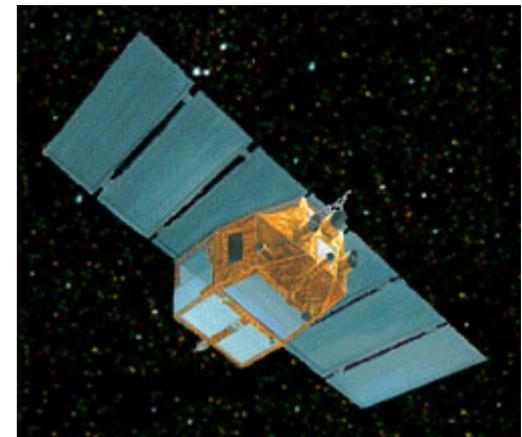
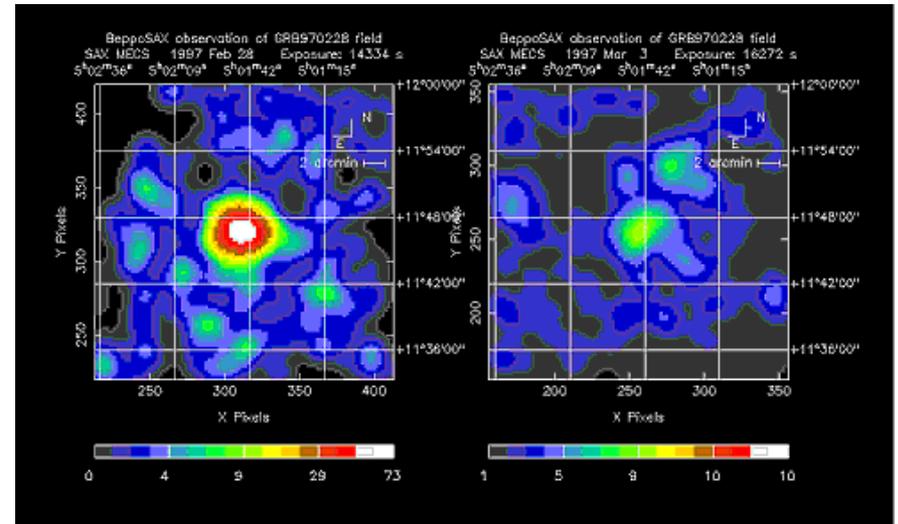
Credit: J. T. Bonnell (NASA/GSFC)



1997年～00年代前半

- 1997年: BeppoSAX衛星によるX線残光 (afterglow) の発見 (GRB 970228)
 - GRBよりも減光が遅い ($f \propto t^{-1}$)
 - 付随する可視残光も発見
- GRB 970508: 可視残光に赤方偏移した吸収線系が発見
 - 宇宙論的距離の天体現象であることが確定

BeppoSAX衛星がとらえたX線残光 (Costa et al. 1997)



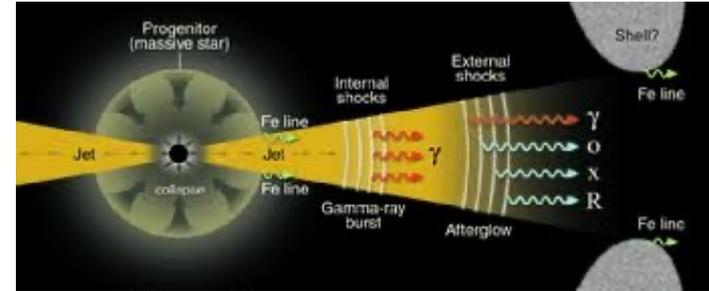
Compactness problem

- 変動タイムスケール $\sim 10^{-3}$ 秒 = light-crossing time とすると $R \sim c \delta t \sim 300$ km
($= 3 \cdot 10^7$ cm) ← GRBのサイズ
- 宇宙論的距離(\sim Gpc)で等方的に光っていると考えた場合のガンマ線放射エネルギー $L \sim 4\pi d^2 f_\gamma \sim 10^{52}$ erg/s
- 半径R内のガンマ線光子密度: $n \sim \frac{L}{R^3 m_e c^2}$
- 対生成 $\gamma\gamma \rightarrow e^- + e^+$ による光学的厚さ: $\tau \sim \sigma_T n R \sim 10^{13-16}$
 - 光学的に厚く、ガンマ線は出てこれない。
 - GRBまでの距離が小さくなれば回避できる→銀河内起源説の根拠
 - もしくはRが実は大きい: $R > 10^{15}$ cmなら回避可能→相対論的効果
- 放射源が光速に近い速度(ローレンツ因子 γ)で近づいてきているとする
 - GRB継続時間は $\Delta t \sim \frac{R}{2c\gamma^2} \sim 10 \left(\frac{R}{10^{15}\text{cm}}\right) \left(\frac{\gamma}{100}\right)^{-2}$ sec
 - $\gamma > 100$ ならGRBの継続時間を説明可能。
 - GRBは相対論的速度で移動する放射源が起源

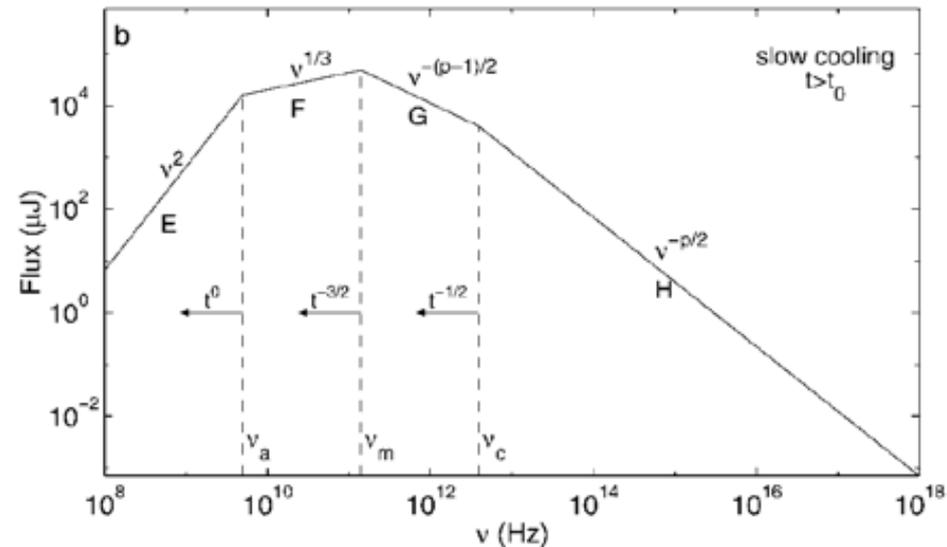
Synchrotron-shock model (fireball model)

- Fireball model
 - Paczynski (1998), Rhoads (1999), Sari, Piran, & Narayan (1998)
 - Blandford & McKeeの解に従ってシンクロトロン放射の時間推移を計算。
 - GRB prompt emission: シェル同士の衝突=内部衝撃波
 - 残光: シェルと星間物質の衝突=外部衝撃波
- 残光シンクロトロン放射の時間変動
 - Synchrotron-shockモデルが予言するスペクトルと減光率が観測をよく説明する。
 - シンクロトロン放射モデルを特徴づけるパラメータ
 - 電子のエネルギー分布はべき型とする: $N(E) \propto E^{-p}$
 - 電子の最小エネルギー(ローレンツファクター)と、対応する放射周波数: γ_m, ν_m (= typical frequency)
 - Synchrotron coolingが効き始める電子エネルギーと対応周波数: γ_c, ν_c (=cooling frequency)
 - Synchrotron自己吸収が効き始める周波数: ν_a (=absorption frequency)
 - Fast cooling ($\nu_c < \nu_m$; GRB発生直後) と slow cooling ($\nu_c > \nu_m$; ~100秒後以降)
 - 星間物質の密度構造: 一様 (ISM; $n = c$) or Stellar Wind-like ($n \propto r^{-2}$)
 - 例えば、ISM, slow cooling, $p > 2$ の場合、 $f \propto \nu^{-\beta} t^{-\alpha}$ として、下表の関係になる。他のケースについては、例えば、Zhang & Meszaros (2004)などを参照。

Fireball modelの描像



残光SED変化の理論モデル (Sari, et al. 1998)

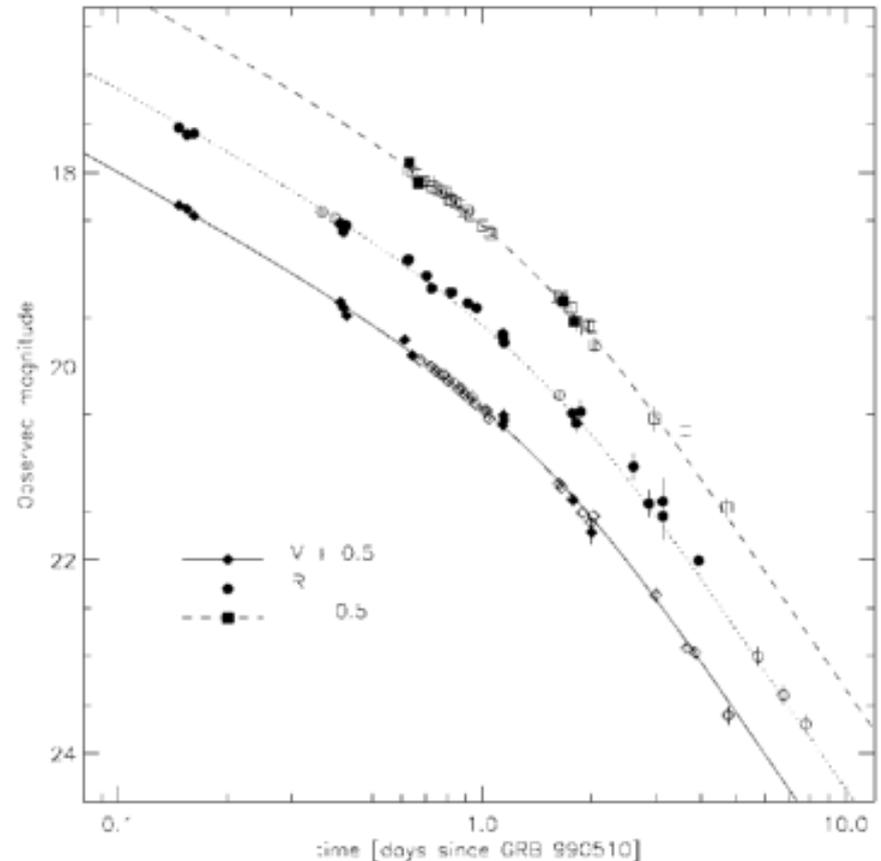


	β	α	$\alpha(\beta)$
$\nu < \nu_a$	2	1/2	
$\nu_a < \nu < \nu_m$	1/3	1/2	$\alpha = 3\beta/2$
$\nu_m < \nu < \nu_c$	$-(p-1)/2$	$3(1-p)/4$	$\alpha = 3\beta/2$
$\nu > \nu_c$	$-p/2$	$(2-3p)/4$	$\alpha = (3\beta + 1)/2$

Jet break

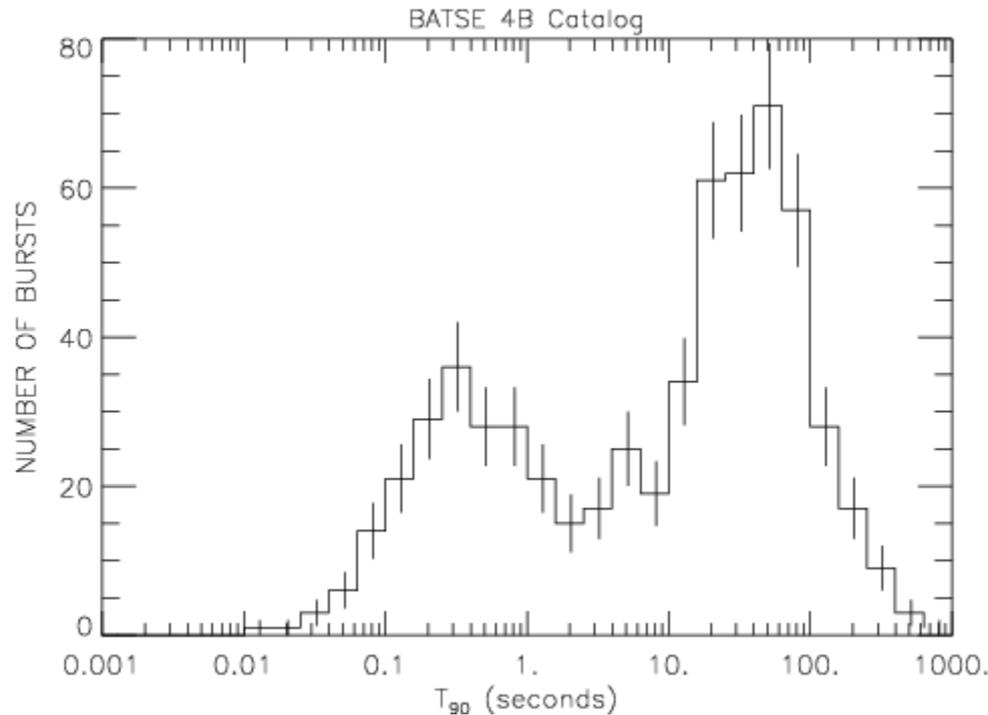
- 全ての周波数で減光率が上がる(break)
 - $\alpha \sim 1$ から $\alpha \sim 2$ へ。
 - Collimateされたジェット状の幾何を示唆
 - Bulk Lorentz factor が $1/\theta$ (θ はジェットの opening angle)以下になると jet break。横方向への膨張も影響。
- GRBのエネルギーが 10^{51} ergs 程度に
 - 等方的に光っていると仮定した場合より、1 – 2桁小さくなる
 - 超新星のエネルギーと同等 → 超新星との関係を示唆
- 最近では jet breakが観測されない報告も
 - 例えば Liang et al. (2008)
 - X線残光と可視残光でfireballモデルが予想するような同時breakが観測されない
 - ジェット幾何の根拠に見直し?
 - X線残光と可視残光は起源が異なる?

GRB 990510 の jet break (Harrison et al. 1999)



Short & long GRBs

- BATSE検出器がとらえたGRBの継続時間は「長いもの」=long GRB と「短いもの」=short GRBの2つに分類された。
- Long GRBs
 - T_{90} (GRB光子の90%が収まる時間)が2秒以上
 - よりソフトなガンマ線スペクトル
 - 超新星との関連 (GRB 980425 発生の日以内に同じ位置で SN 1998bwが発見)
- Short GRBs
 - T_{90} が2秒以下
 - よりハードなガンマ線スペクトル

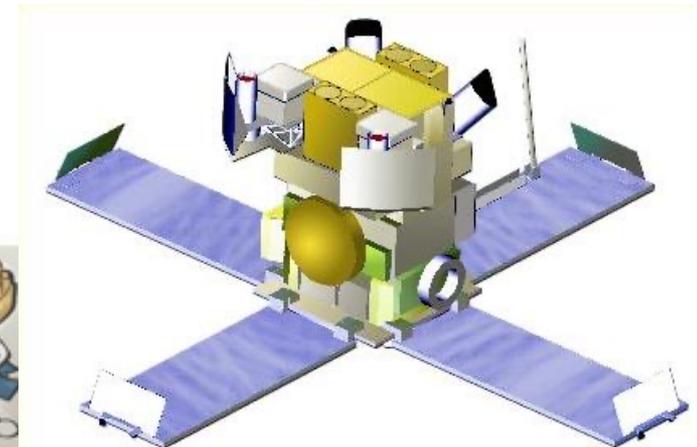
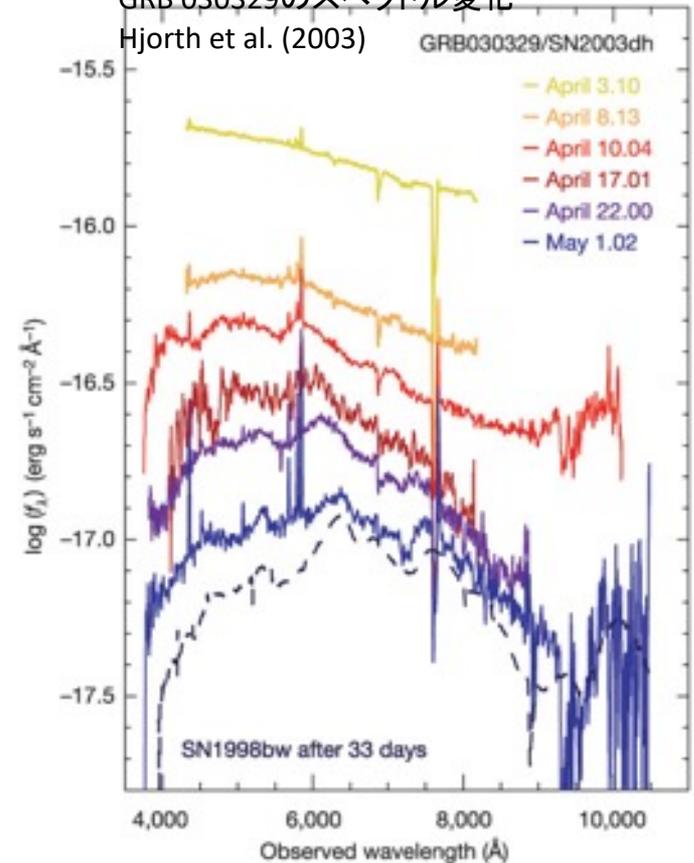


00年代前半～ (HETE-2の時代)

- GRB 030329
 - 超新星(SN 2003dh)との直接の関連
 - 残光スペクトルから超新星スペクトルへの遷移が観測
 - Long GRBに関しては大質量星の重力崩壊に伴う現象であることが確定
- X線フラッシュ
 - GRBと同様の挙動(時間変化、残光、宇宙論的距離)を示すが、X線域での放射エネルギーが強い。
 - 他にも中間的な“X-ray rich GRB”も加えて、本質的には同種の現象であると考えられている。

GRB 030329のスペクトル変化

Hjorth et al. (2003)



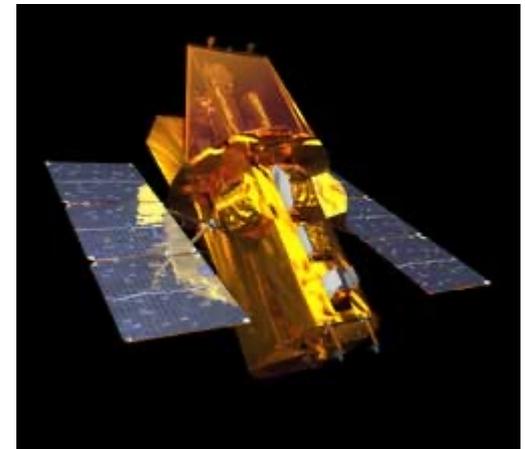
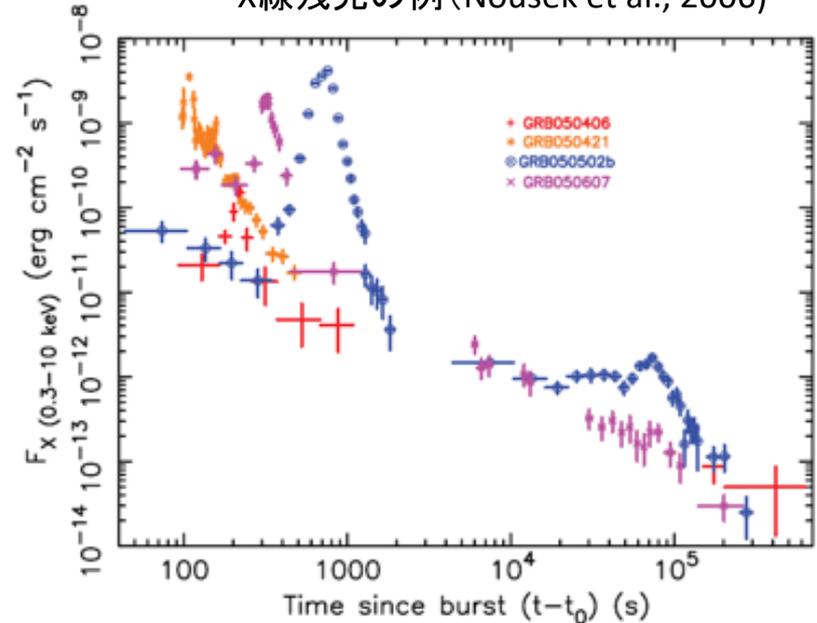
私がヘティちゃんです。
よろしくね。



Swiftの時代～現在まで

- 早期のX線残光
 - 古典的なモデル(単純なべき関数)で説明できない
 - Steep decay ($\alpha=3 \sim 5$), Shallow decay ($\alpha=0.5 \sim 1.0$), Normal decay ($\alpha=1.0 \sim 1.5$)
 - X線フレア: 典型的には数百秒後に出現
 - Central engineの活動が長く続いている?
 - 星間物質の密度によっても変化する可視残光とは異なり、X線残光ではなんらかの遅れたエネルギー(もしくはそのバランスの)変化が必要。
- Short GRBの起源
 - 短いタイムスケールをコンパクト天体同士の衝突合体で説明するのが主流
 - 残光検出→楕円銀河が母銀河(例: GRB 050509B)。ただし、渦巻銀河で発生するものも。
 - 楕円銀河では重力崩壊型超新星はおこらないため、衝突合体説が有力。
- 再遠方天体としてのGRB
 - 一時的に非常に明るくなるため、最遠天体として宇宙論からも注目を集めている。
 - GRB 090423: $z=8.2$

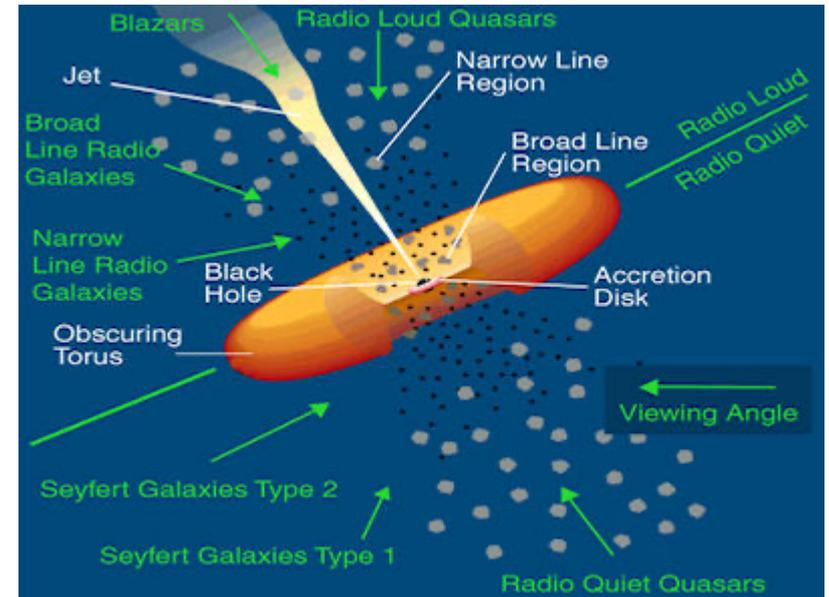
X線残光の例 (Nousek et al., 2006)



ブレイザー

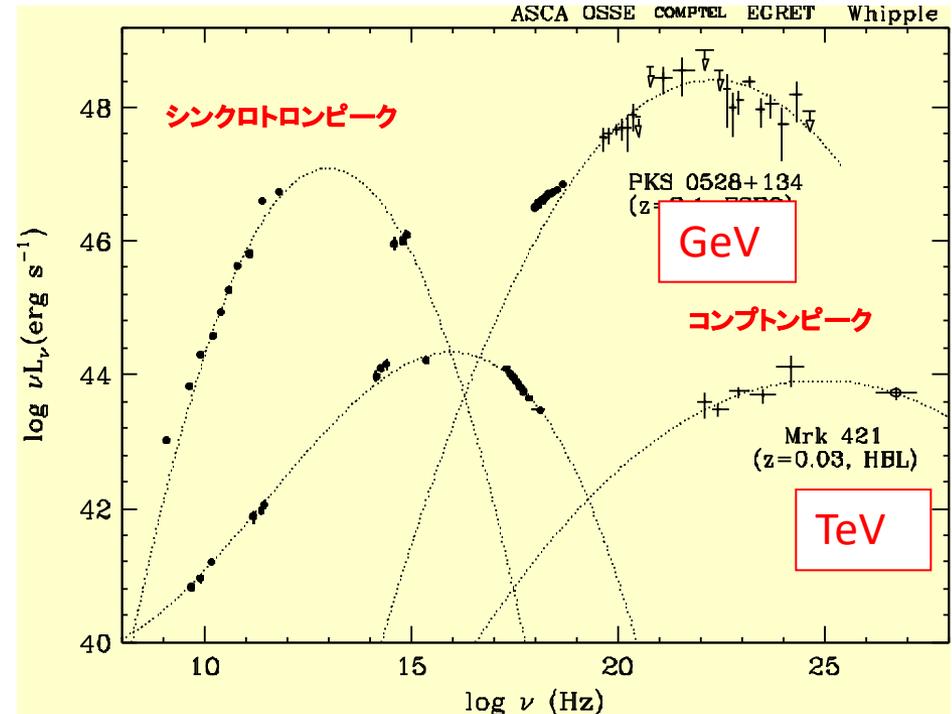
AGNの統一モデル(Urry & Padovani 1995)

- 活動銀河核(Active Galactic Nuclei; AGN)の1つ。
- 活動銀河核を相対論的ジェットの軸から見た天体と考えられている。
- BL Lac型変光星:強い輝線や吸収線がなく赤い色をした不規則な変光をする天体。
- 1950年代に誕生した電波天文学によって、BL Lac型変光星がクェーサーに付随していることが判明し、変光星ではなく、活動銀河核の一種であることがわかった。
- 相対論的ビーミング効果
 - ビーミングファクター(ドップラーファクター) δ は、 $\beta=v/c$ 、ローレンツファクター $\Gamma = 1/\sqrt{1-\beta^2}$ 、を用いて、
$$\delta = \frac{1}{\Gamma(1-\beta \cos \theta)}$$
と表される。
 - 時間間隔: $\Delta t_{obs} = \frac{\Delta t_s}{\delta}$
 - 電磁波の周波数: $\nu_{obs} = \delta \nu_s$
 - Luminosity: $\nu_{obs} F_{\nu_{obs}} = \delta^4 \frac{\nu_s L_{\nu_s}}{4\pi d^2}$



ブレイザーのSED

- SED (Spectral Energy Distribution)の特徴
 - 低エネルギー側と高エネルギー側の2つの成分
 - 低エネルギー成分
 - 電波-可視域で強い偏光 (<50%)
 - BL Lac天体ではほぼfeature lessなスペクトル
 - ジェットからのシンクロトン放射
 - 高いエネルギー成分
 - おそらく逆コンプトン散乱
 - しかし、種光子の正体は不明。
 - シンクロトン放射のみを種光子とする Synchrotron self-Compton (SSC) モデルだけでは説明できない場合があり、その場合は外部光子 (External photons)を種光子として考えることが多い。外部光子の起源としては、降着流などが候補とされる。

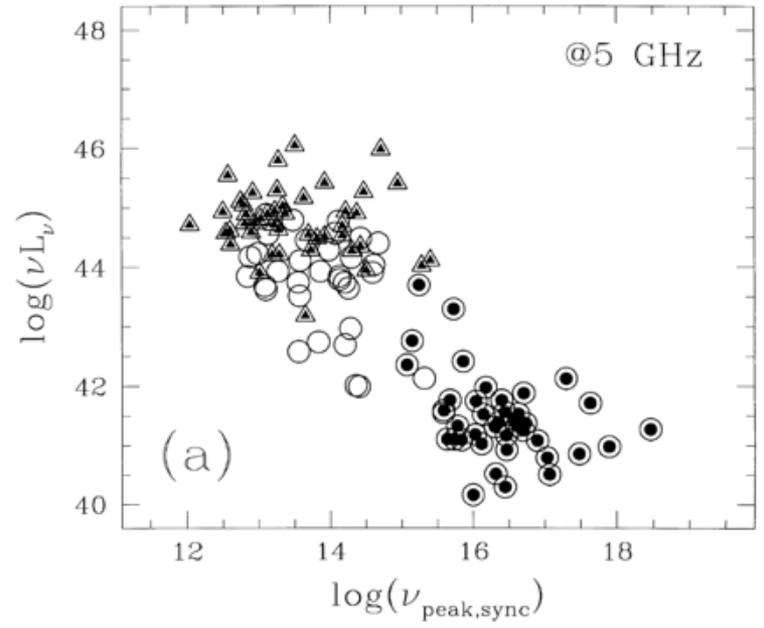
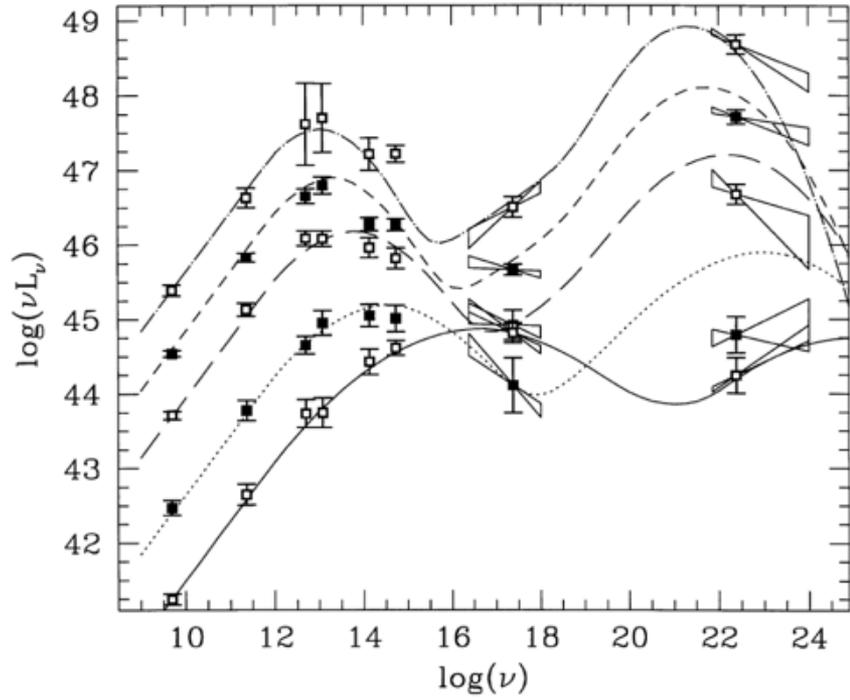


ブレーザーの分類

- BL Lac天体とFSRQ (Flat Spectrum Radio Quasar)
 - BL Lac天体: 輝線の等価幅(equivalent width; EW)が $<5\text{\AA}$ の天体。母銀河はFR-I型。 $z < 1$ 程度の比較的近傍に存在。
 - FSRQ: 電波域の spectral indexの値が小さい(スペクトルがflat)なクエーサー。輝線の等価幅が 5\AA 以上の天体。紫外線域で降着円盤からの熱的な放射成分が卓越することもある。母銀河はFR-II型。 $z > 0.5$ の比較的遠方に存在。
 - FRI, FRII: 電波銀河のFanaroff-Riley分類。中心核が最も明るいものがI型で、電波ローブの端に中心よりも明るい場所が見られるものがII型。
 - 両天体はAGN成分とジェット成分の比が異なるだけで本質的には同じ種族と考えられている。
- HBL, IBL, LBL
 - それぞれ、low- intermediate- high-energy peaked BL Lac の略称で、SED上でシンクロトロン成分の極大が、可視域よりも低い(LBL)、同程度(IBL)、高い(HBL)周波数帯にある天体。
 - 具体的な境界は研究者によっては異なる定義をしていることがあるので注意。
 - GeVブレーザーとTeVブレーザー: 逆コンプトン散乱成分の極大周波数がGeV γ 線域にあるか、TeV γ 線域にあるかで分類される。“high (low)-energy peaked BL Lac” (HBL, LBL)の分類と類似。SEDによって、各観測波長帯で見えている成分が異なる。
 - Flat spectrum radio quasar (FSRQ): シンクロトロン放射の極大が電波域にある天体として、HBL \rightarrow IBL \rightarrow LBL \rightarrow FRRQの系列が議論されている。
- その他の分類・用語
 - ブレーザーはその発見や主な研究波長域によって様々に分類されてきた経緯がある。
 - Optically violently variable (OVV) quasar: 可視域で時間変動の激しいクエーサーの総称。変光はジェットからのシンクロトロン放射が卓越しているためで、ブレーザーと同種と考えられている。
 - Highly polarized quasar (HPQ): 可視光で偏光の強いクエーサー。OVV同様、ブレーザーと同種と考えられている。

ブレーザーシーク エンス

- Fossati, et al. (1998)が提唱したブレーザーのSED形状に関する経験的な系列
 1. Luminosityが高い天体ほどsynchrotron peak frequencyが低い
 2. 高エネルギー成分のpeak frequencyとsynchrotron peak frequencyは正の相関関係
 3. Luminosityが高い天体ほど、シンクロトロン成分に対する高エネルギー成分の光度比が大きくなる。
 - AGNの進化とも合わせて議論されることが多い。
 - 「1」については、luminosityが高いジェットほどsynchrotron cooling効果が高エネルギー電子に対して強く働くことで説明される。
- 「1」についてはサンプルの選択効果が強く疑われている。
 - 低peak frequencyかつ低luminosityな天体は2000年台に入って深い観測によって発見。
 - 高peak frequencyかつ高luminosityな天体は、仮に存在したとしても銀河の成分よりもはるかにジェットの成分が明るいため、赤方偏移の測定が困難で、luminosityが計算できない。



ブレーザーの可視光変動

• 明るさの変動

- 数時間～数年の幅広いタイムスケールで変光する。変動振幅は数等に達する。
- 周期性はない。
- いくつかの天体では典型的な変動タイムスケール(～数日)が存在することが知られている。

• 色 (color ~ spectral index) の変動

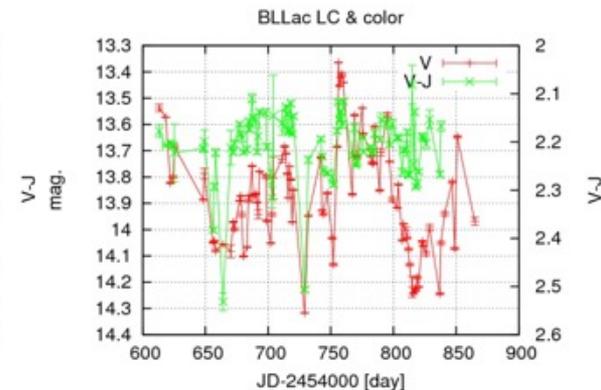
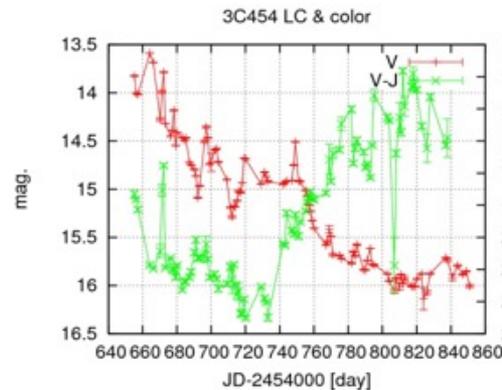
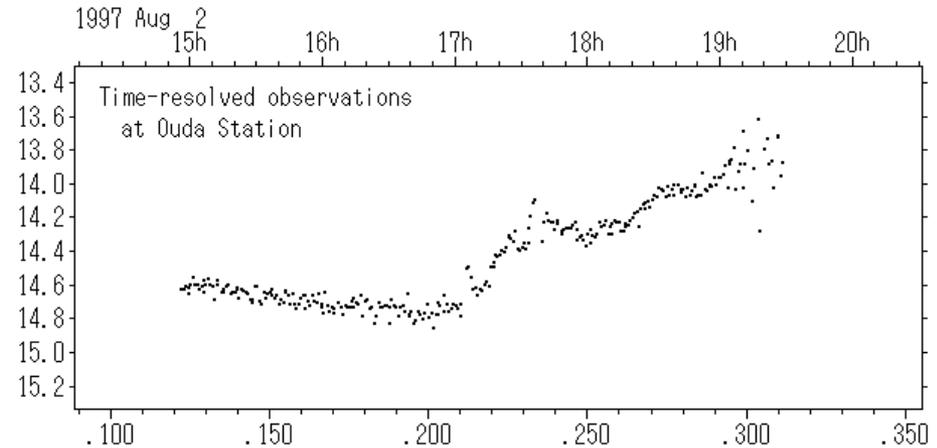
- 明るくなると青くなる(bluer-when-brighter)傾向が、特に数日～数週間の変動には一般的。
- 逆の redder-when-brighter傾向はいくつかのFSRQで観測されるが、これは暗い時期に熱的成分(青い)の寄与が大きいと考えられている。

• 偏光の変動

- 光度一色の相関と比較して、光度～偏光度の相関は弱い。
- QU平面上をランダムに変動している
 - 多数のフレアの重ね合わせ
- 光度と相関した変動も報告
- 複数の偏光成分の重ね合わせであることがわかっている天体も存在。

• 変動機構

- シンクロトン放射が卓越している場合、変動する要素としては、磁場強度、ビーミングファクター、電子密度、電子のエネルギー分布(べき指数、最大エネルギー)が考えられる。
- Shock-in-jetモデル: ジェットの中で発生する衝撃波によって電子が加速され、明るくなる。衝撃波の起源としてはshell同士の衝突(内部衝撃波モデル)など。



他のAGNの時間変動

- 多くのAGNは可視域の連続光で1等以下程度の変光を示す。
 - 可視光は降着円盤の外側(X線は内側)
 - 不規則な変動
 - Power spectrumは power-law form (べき指数 ~ -2.0)
 - X線よりも小さい変動振幅
 - X線のreprocessによる変動
 - ただしX線と相関しない変動も
 - X線とは別起源?

