

宇宙科学I (文科生)

星間物質

土井靖生

2019/11/8,11/15(補講日)

今回のポイント1/2

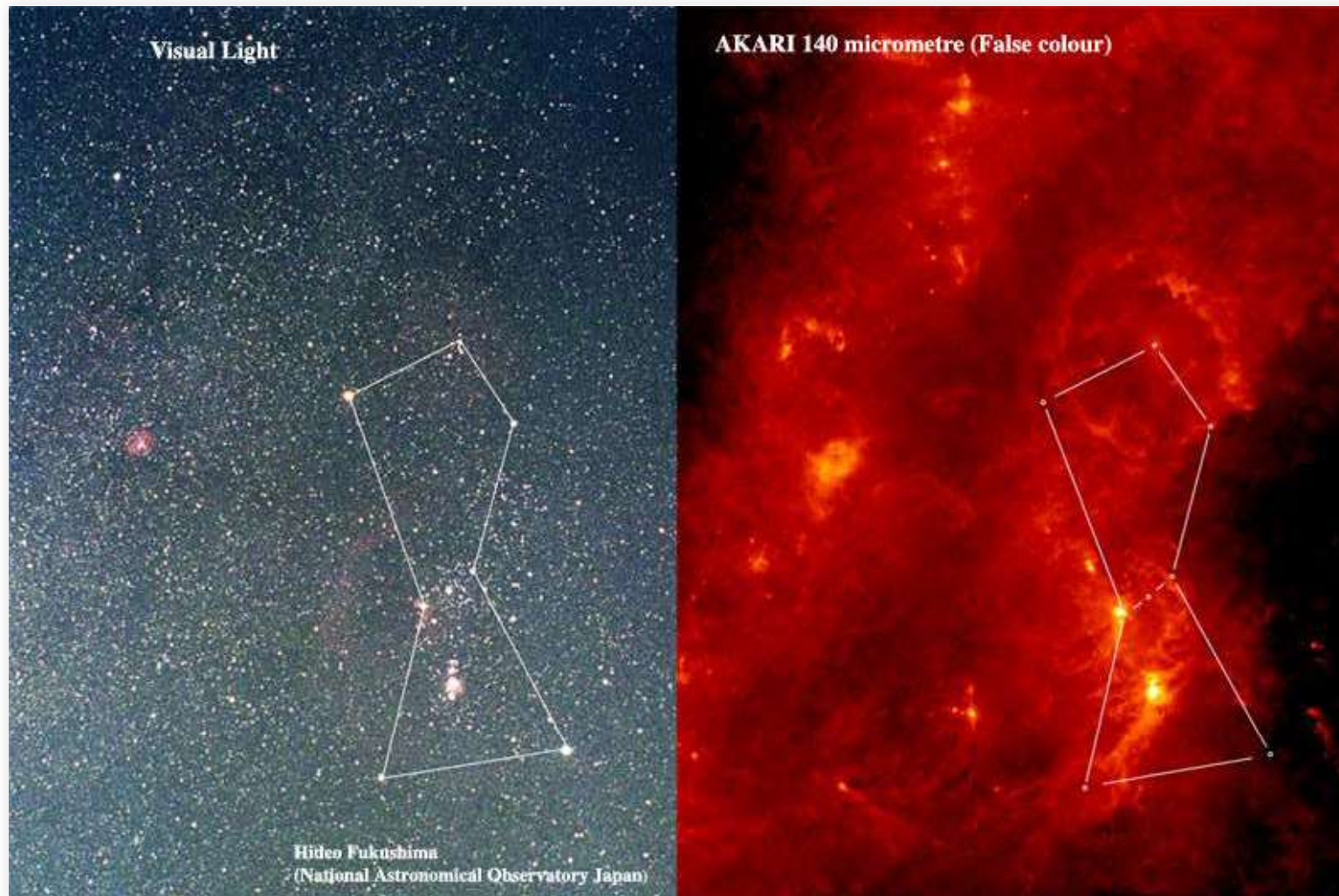
- 「星間物質」：星と星の間の“星間空間”にガスと塵が存在
- 大半は水素ガス→水素の形態により分類
 - 「電離ガス」「中性ガス」「分子ガス」
- ガスの温度は加熱・冷却の関係で決まる
 - 加熱は主に星からの光
 - 冷却はガス自身の元素の出す光
 - 温度が決まると、周囲のガスとの圧力バランスにより密度が決まる
 - 温度低下→密度上昇→最終的に星となる

今回のポイント2/2

- 電離ガスは水素の冷却により1万K程度
- 中性ガスは水素の冷却により1万K程度・より高密度になると酸素や炭素の冷却で100K程度に冷える
 - 100Kの状態にするには、外部から圧縮して高密度にしてやる必要
- 分子ガスは、低温・高密度の中性ガス中の「星間塵」(固体微粒子)により作られる
 - 星からの光を遮断してより低温に
 - 水素原子から水素分子を作る化学反応の場を提供

星間物質とは？

オリオン座(可視光 vs. 赤外線)



国立天文台(可視光画像)、ISAS/JAXA(赤外線画像)

星間物質

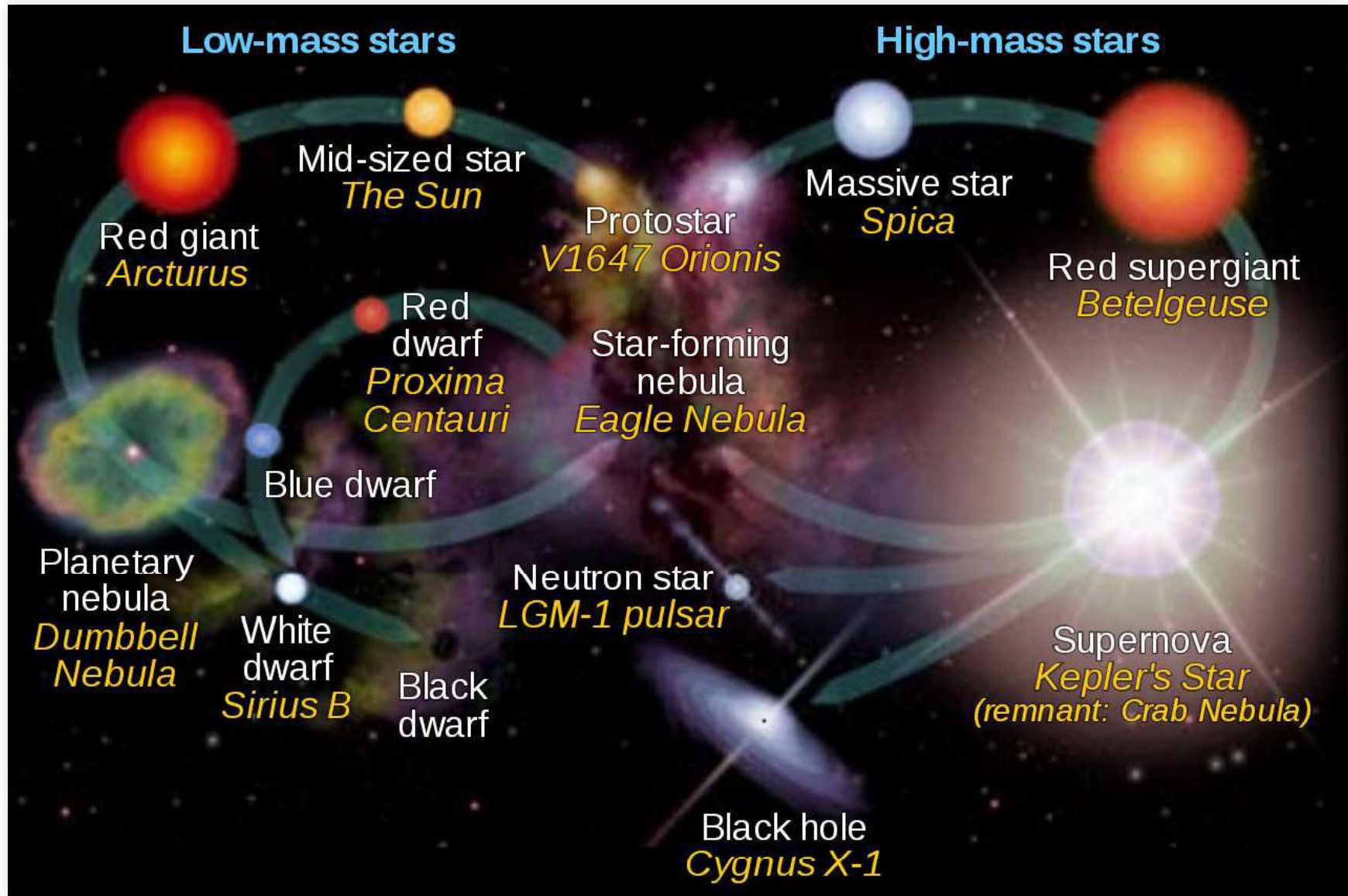
- 星間空間は“真空”ではない
- 希薄なガスに満たされている → 星間物質
- 星は星間物質が集まって作られる
- 一部は超新星爆発や惑星状星雲となって再び星間物質に還る

星の内部で形成された重元素も星間物質に供給される



我々を形作る素となる

星の一生



星間物質の構成要素

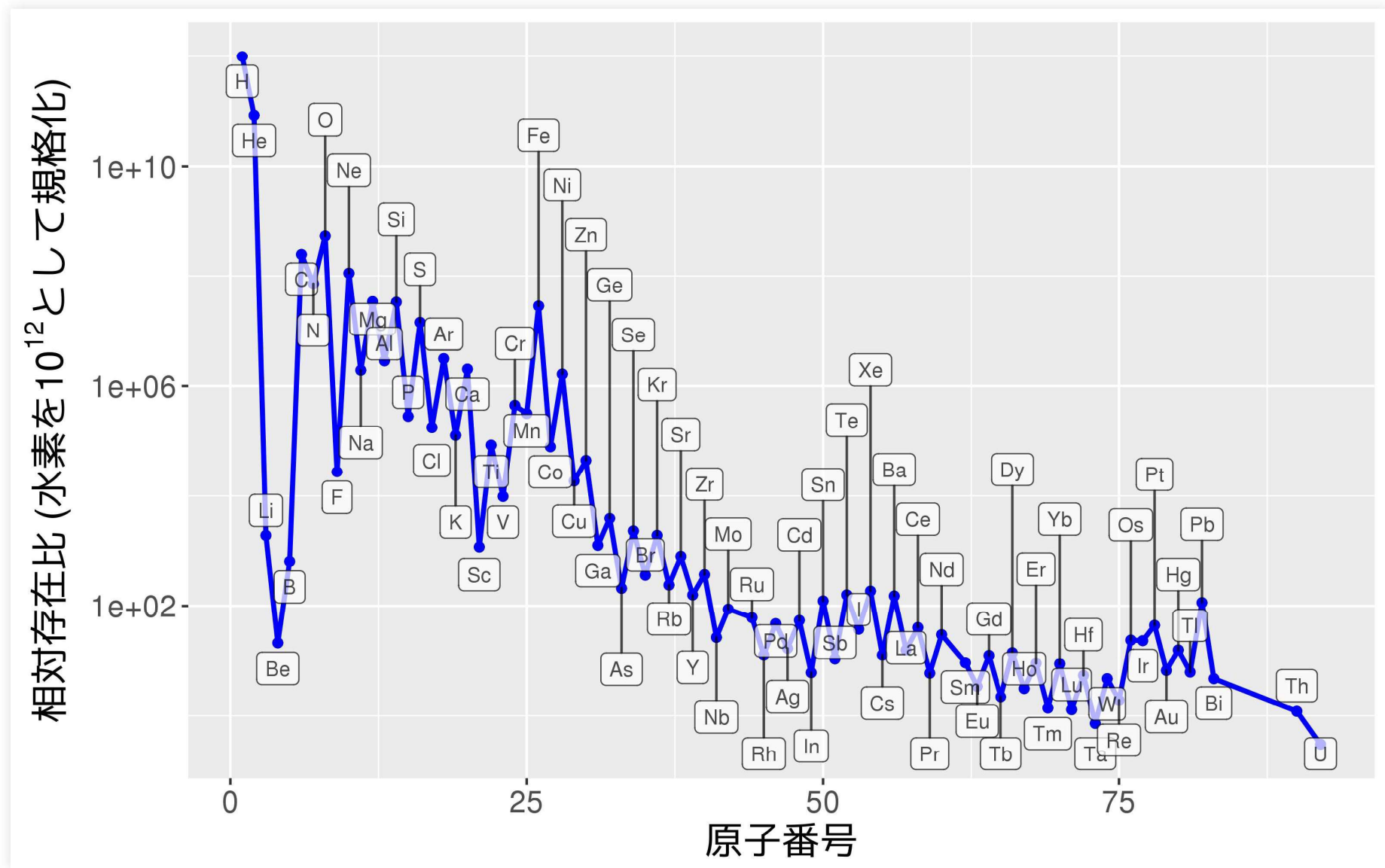
星間物質の構成要素

質量比99%がガス。個体微粒子が1%程度含まれる。

→ 主要成分はガス(“星間ガス”)

- 星間物質: interstellar medium
- 星間ガス: interstellar gas
- 個体微粒子: interstellar dust

星間物質中の元素組成比(再掲)



data from Lodders (2010)

主要元素存在比

元素	個数比	質量比
H	92.1464%	73.9047%
He	7.7531%	24.6933%
O	0.0495%	0.6300%
C	0.0226%	0.2162%
Ne	0.0103%	0.1660%
N	0.0067%	0.0744%
Mg	0.0032%	0.0618%
Si	0.0031%	0.0682%
Fe	0.0026%	0.1154%
S	0.0013%	0.0325%

星間物質の構成要素

99%を占めるガスの大半が水素



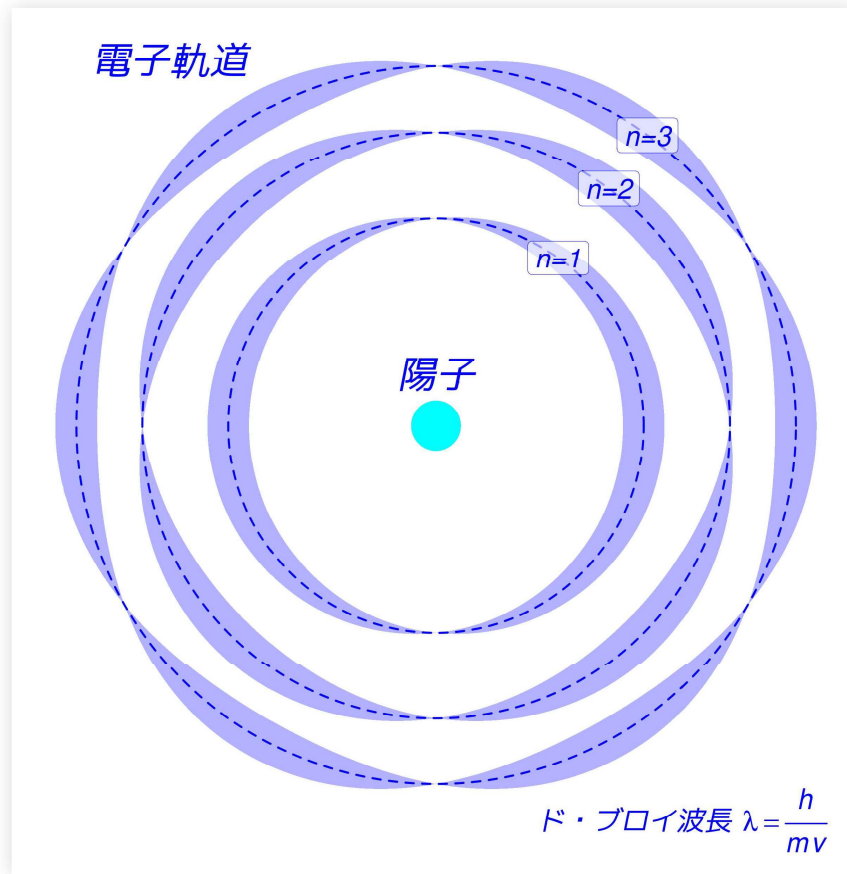
水素の形態が重要

- 電離水素ガス (H^+): HIIガスと呼ぶことがある
- 中性水素ガス (H): HIガスと呼ぶことがある
- 水素分子ガス (H_2)

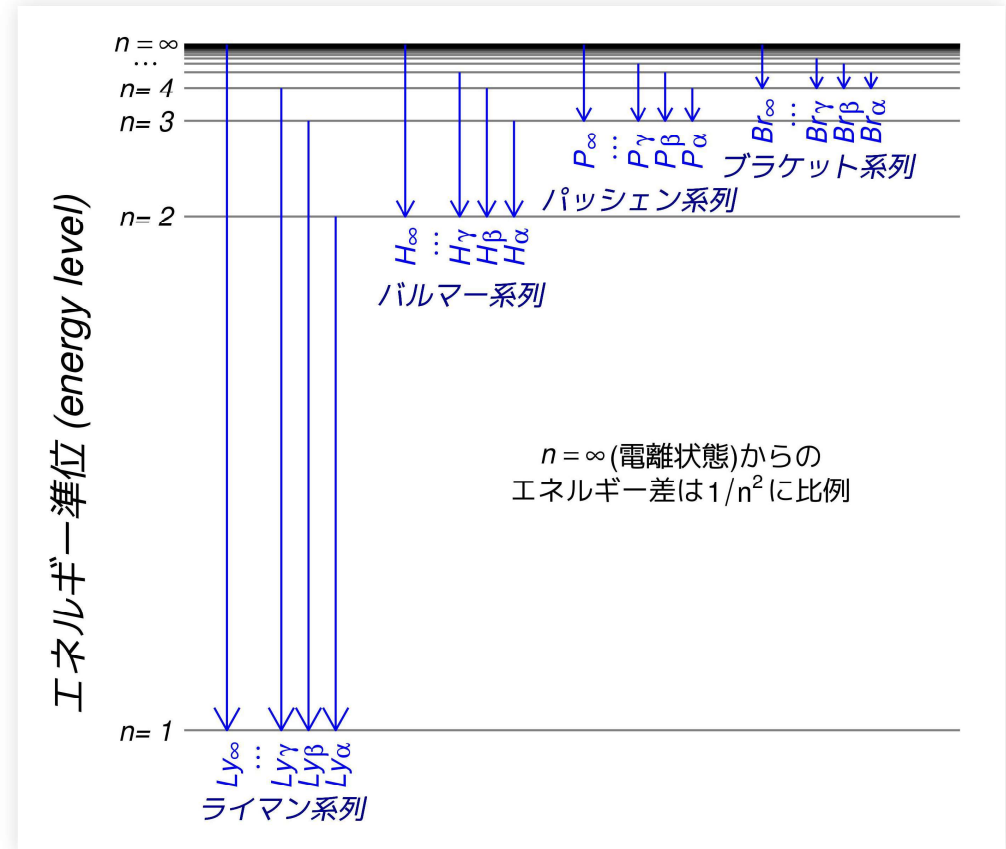
水素原子からの光

水素原子のエネルギー構造

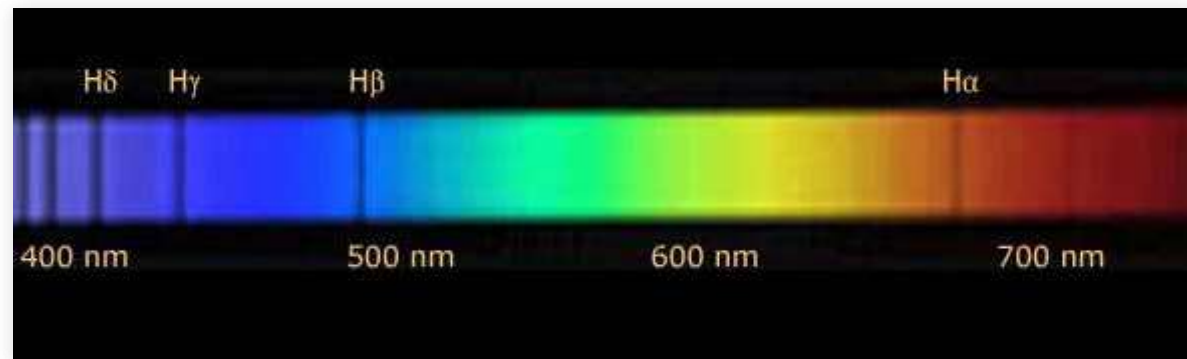
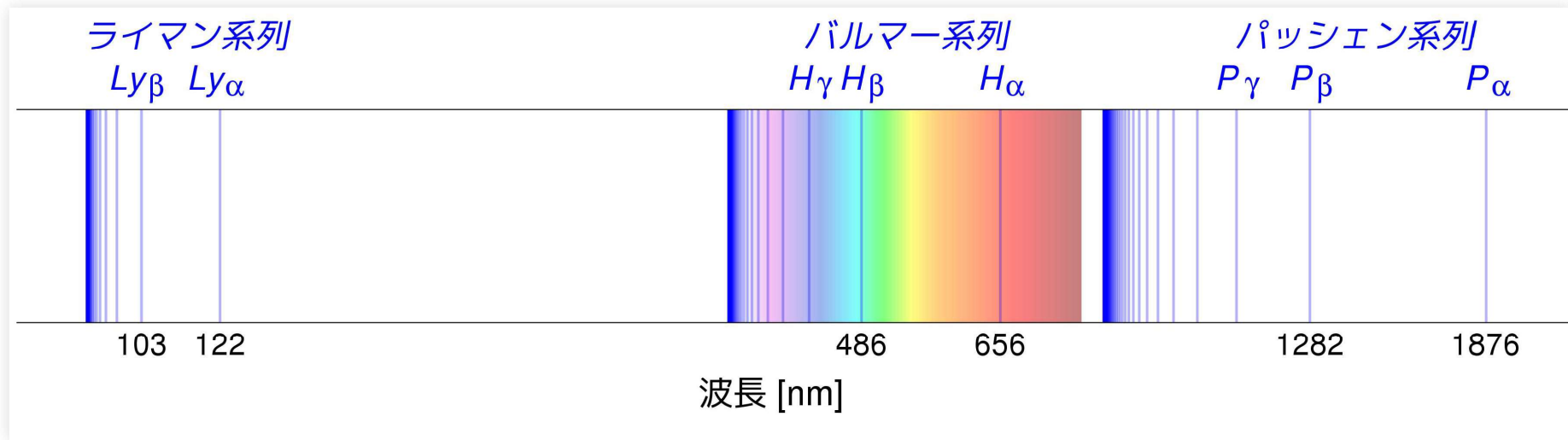
水素“原子模型” (Bohr model)



エネルギー準位と再結合線



水素スペクトル線



A low resolution spectrum of the star Vega showing prominently the Balmer lines of hydrogen.

(Martin, B./the King's University College Astronomy Online)

水素輝線/吸収線

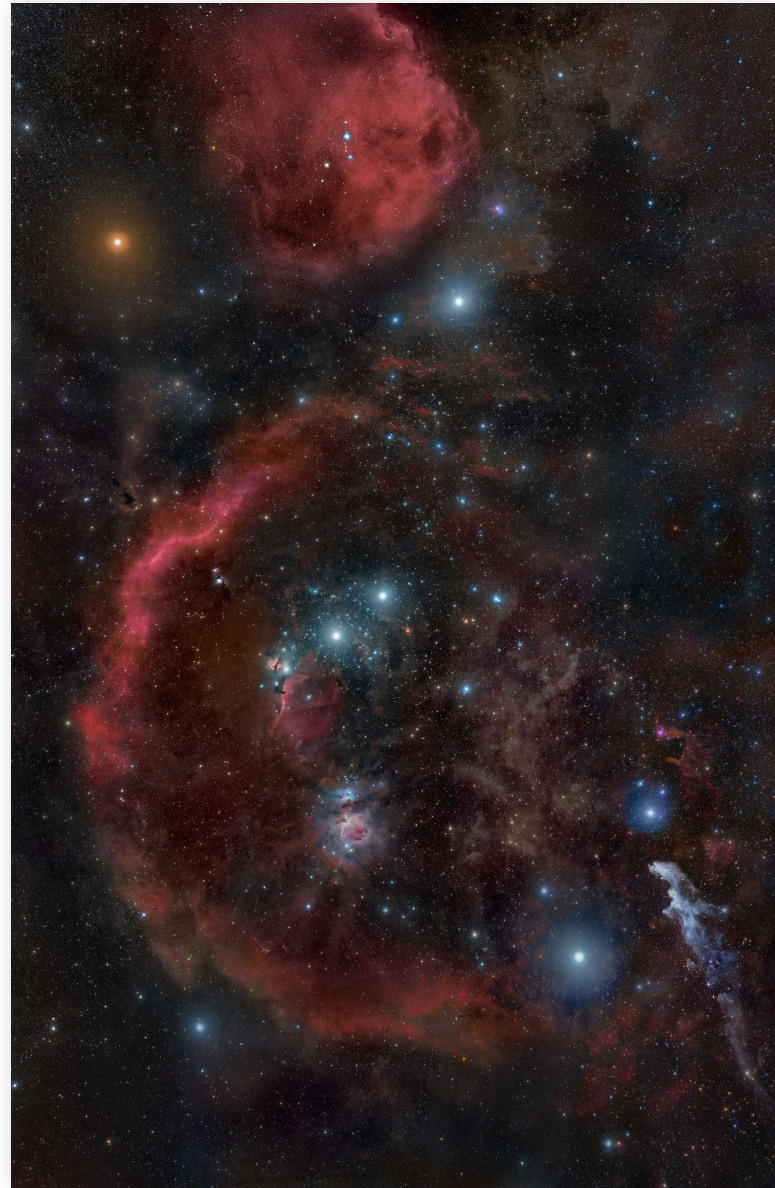
- 熱い水素からの輻射
 - 水素は電離した状態(陽子と電子がバラバラの状態)
 - 陽子と電子の再結合により“再結合線 (recombination lines)”として輻射
 - 輝線(emission lines)として見える
- 冷たい水素からの輻射
 - 水素は原子状態(電子が陽子の周りを回っている状態)
 - エネルギー差に相当する光を吸収してエネルギー準位が上がる(励起される)
 - 吸収線(absorption lines)として見える

水素H α 線

- 天体と我々との間には“必ず”冷たい水素が存在
- ライマン系列のスペクトル線は、手前の冷たい水素により吸収される
 - 遠くの天体を見通すには不適
- バルマー系列の光が強く観測される
 - H α 線の赤い光は熱い水素ガスを観測するのに好適

電離ガス

オリオン座



Credit & Copyright: Rogelio Bernal Andreo

電離ガスの物理状態

- 温度 8000 – 10000 K
- 密度 ≥ 100 個 cm^{-3}
($10 \sim 10^6$ 個 cm^{-3} のかなり幅広い範囲に亘る)

HII領域 (濃いHII領域; dense HII regions) と呼ばれる

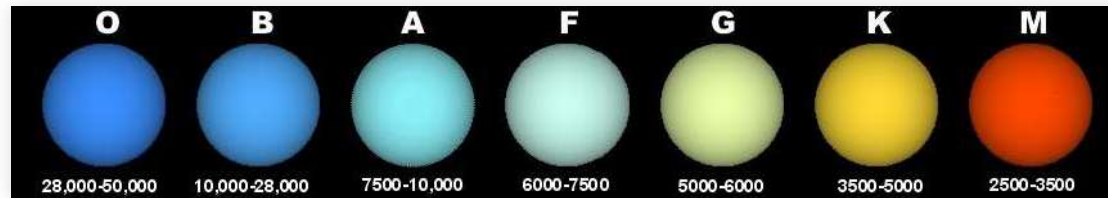
電離源は主には OB 型星からの紫外線

- 水素の電離ポテンシャル = $13.6\text{eV} \leftrightarrow 912\text{\AA} = 91.2 \text{ nm}$

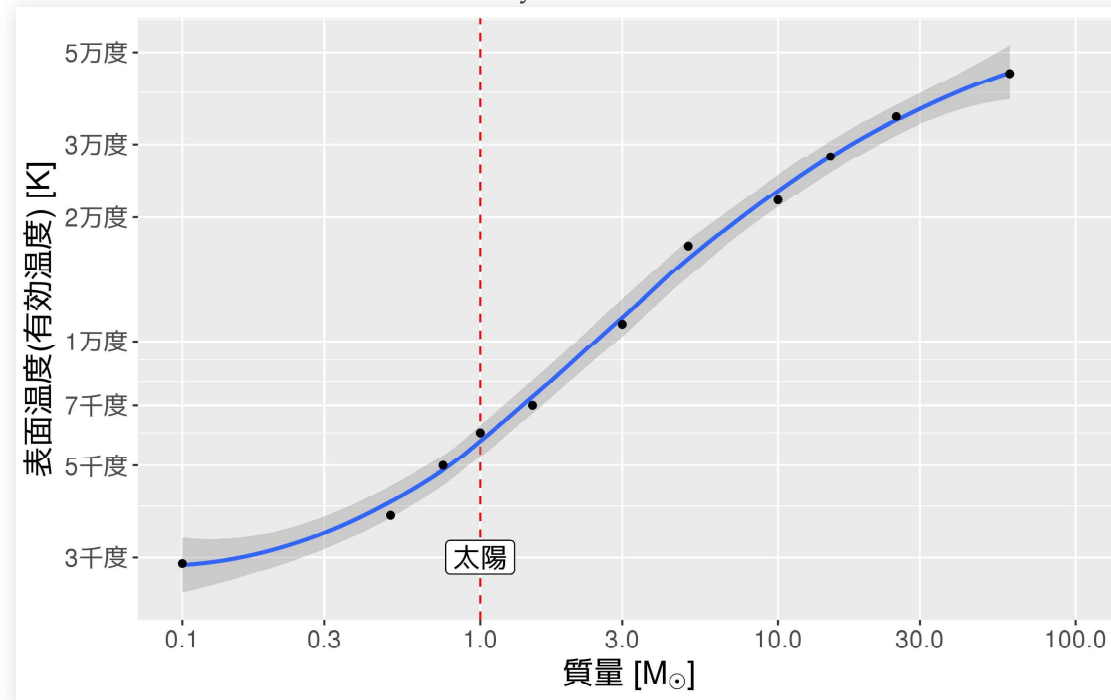
この他星間ガスの広域な電離源としては、
衝撃波による衝突電離・宇宙線による電離がある。

OB型星

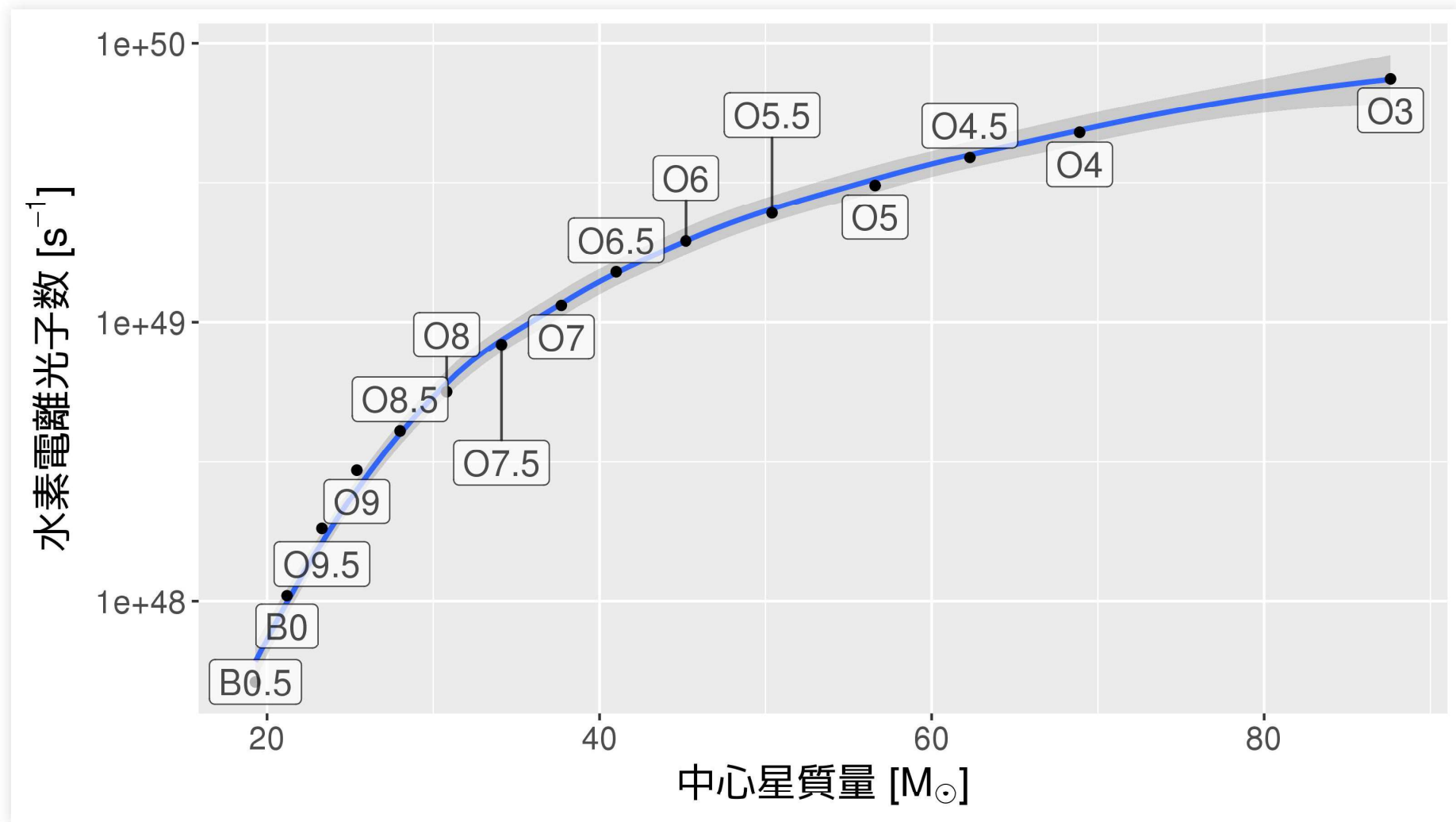
- “OB型星 (OB stars)” = 大質量星
- 表面温度が高い → 水素電離光子を輻射
- 寿命が短い ← “現在の星生成率”の指標



Hanson, Astronomy course at U of Cincinnati



大質量星からの水素電離光子数

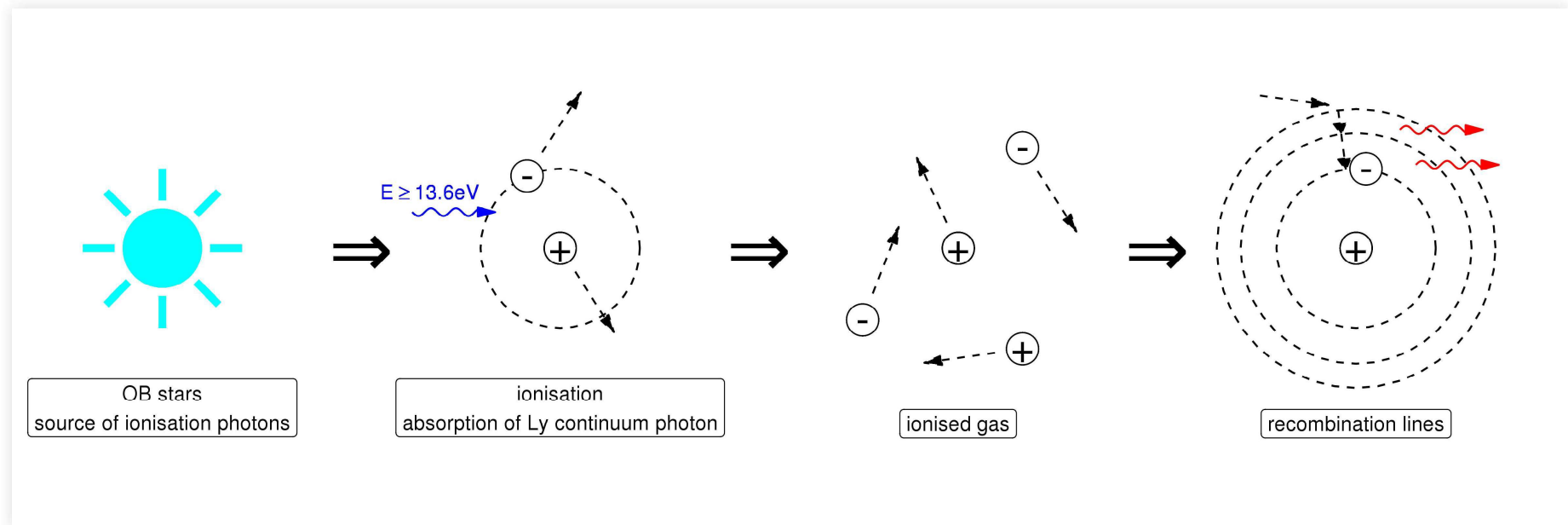


Sternberg, Hoffmann, & Pauldrach 2003, *ApJ*, 599, 1333

$\geq 8M_{\odot}$ 程度の質量の星が水素電離光子を輻射する。

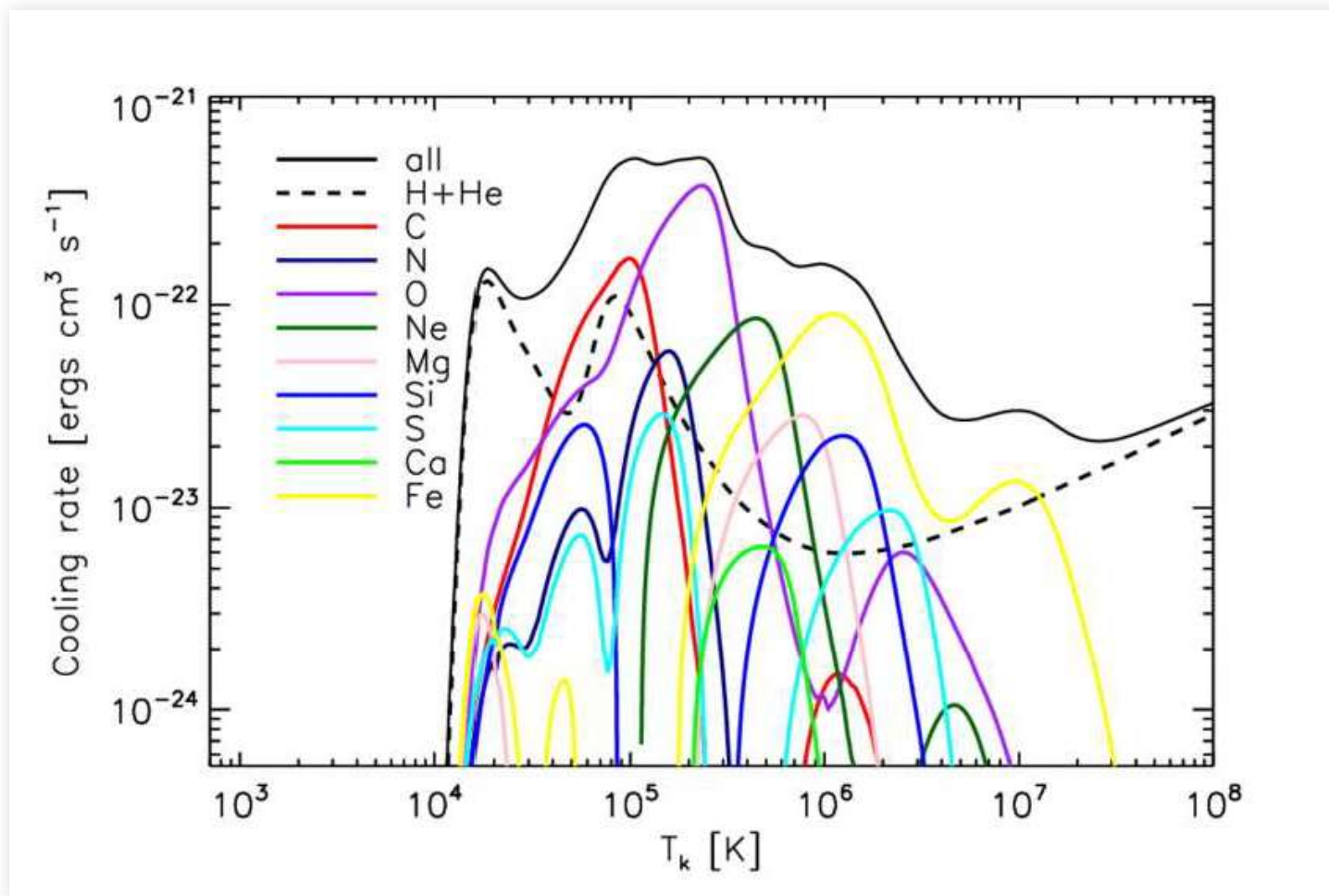
電離紫外線と水素再結合線

- OB型星からの紫外線により水素を電離
- 電離ガス (HIIガス) の生成
- 陽子と電子の再結合 → エネルギーに応じた“再結合線 (recombination lines)”を輻射
- 特に基底状態 (ground state) への再結合線 (ライマン系列の輝線) は近くの水素原子によりすぐに吸収される



電離ガスの冷却率 (cooling rate)

- 水素の電離により温度 ≥ 1 万度で冷却率が急激に上昇
- HII領域の温度は ≤ 1 万度に固定される



星周HII領域(“濃い”HII領域)の成り立ち

- OB型星の周囲に水素電離ガス領域(HII領域)が出来る
- 電離ガスの総量は
「中心星からの電離光子の数 = 水素原子再結合数」
の釣り合いで決まる
- 水素原子再結合率 (単位体積 & 1秒当りに再結合する数)
= 陽子と電子の衝突する数 × 再結合する確率
= 陽子の個数密度 × 電子の個数密度 × 再結合定数
= $n_p \times n_e \times \alpha(T)$
 $\simeq n_{\text{H}}^2 \alpha(T)$

ストレームグレン球 (Strömgren sphere)

電離光子数とHII領域全体の水素再結合数が等しいことから

$$Q = \frac{4\pi}{3} R_S^3 n_H^2 \alpha(T)$$

$$R_S = \left(\frac{3Q}{4\pi n_H^2 \alpha(T)} \right)^{1/3}$$

$$= 3.17 \times \left(\frac{Q}{10^{49} [\text{sec}^{-1}]} \right)^{1/3} \left(\frac{n_H}{10^2 [\text{cm}^{-3}]} \right)^{-2/3} \left(\frac{T}{10^4 [\text{K}]} \right)^{0.28} [\text{pc}]$$

(R_S はストレームグレン球の半径)

再結合線光子の平均自由行程(mean free path)

- 光子が吸収されるまでに直進出来る平均的距離

- mean free path

- 水素原子のエネルギー準位

- $n=1$ と $n=2$ のエネルギー差

$$13.6\text{eV} \times \frac{3}{4} = 10.2\text{eV}$$

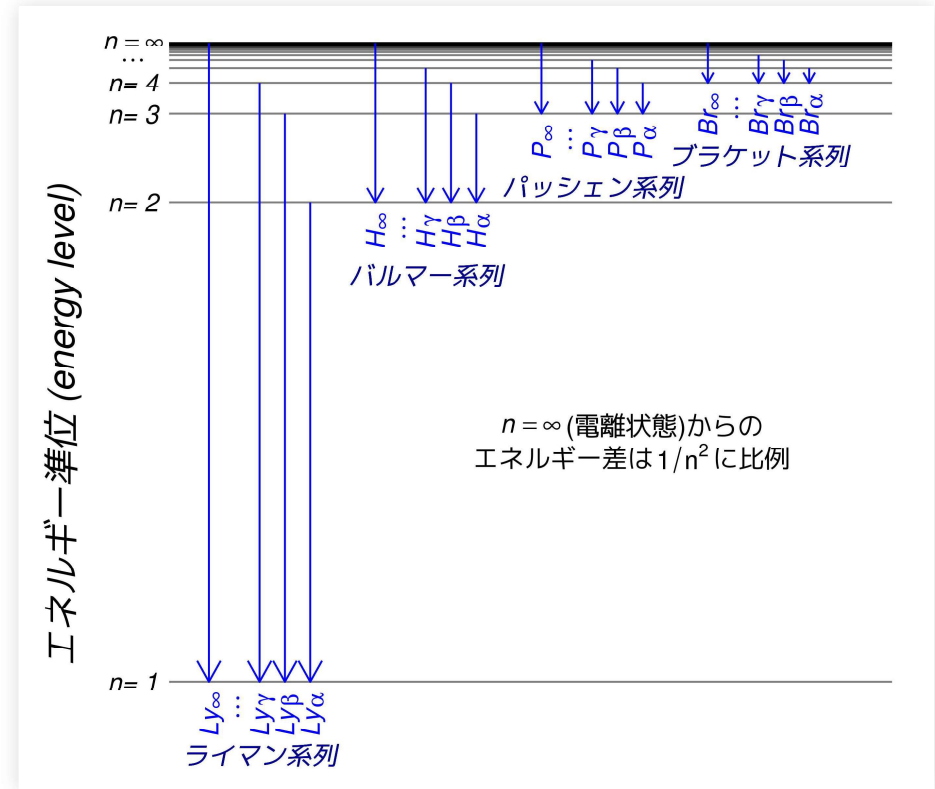
↔ 10万度相当

- ほとんどの中性水素は $n=1$

- Ly_α 光子の平均自由行程

- $5 \times 10^{13} \text{ cm} = 1.6 \times 10^{-6} \text{ pc}$

($n = 10^2 \text{ cm}^{-3}$, 中性ガス存在比 = 10^{-3})

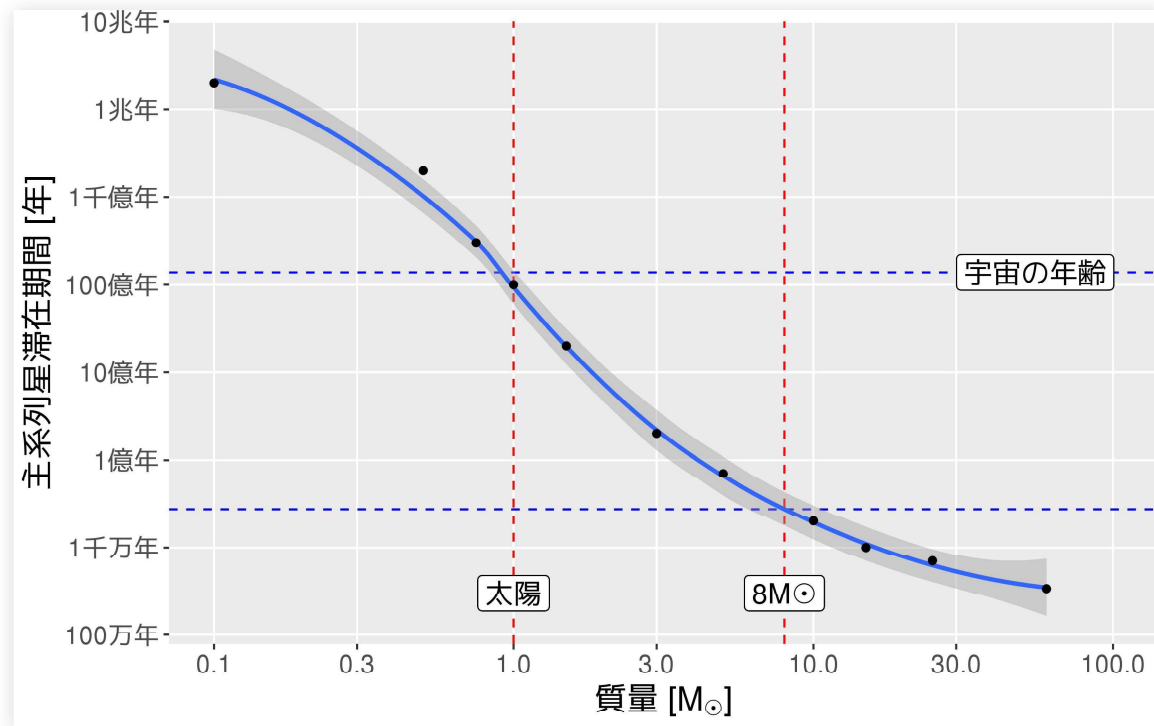


再結合線光子の平均自由行程から言えること

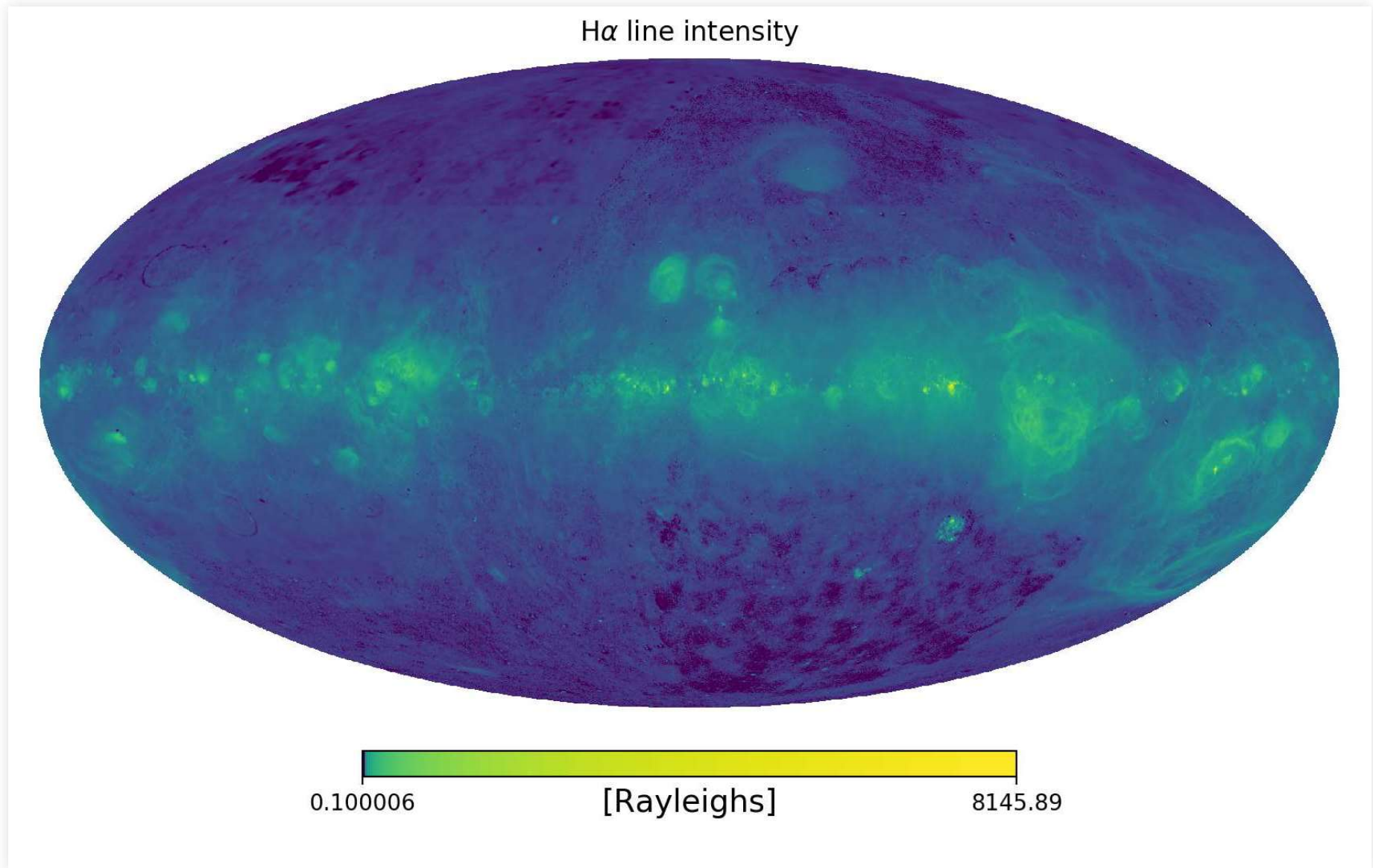
- Ly_α 線の平均自由行程はストレームグレン半径の 10^{-6} 倍
- 電離ガスと中性ガスの境界の厚みは電離領域の大きさの100万分の1
- ライマン系列の光はHII領域の外に出て来られない
 - 電離ガス中で“酔歩” → $(10^6)^2$ 回程度散乱
 - 再結合の過程で Ly_α とその他の再結合線に分解される
 - Ly_α 線は酔歩の途中で固体微粒子により吸収
 - その他の再結合線も多くは H_α とその他に分解
- H_α 線の強度から、中心星の出す電離光子数分かる

星形成活動度の推定

- 大質量星の寿命 \leq 数千万年
 - 水素電離光子を多く出す星の寿命は < 1 千万年
- H_α 輝線の強度 (= 水素電離光子数) から “現在” の星形成活動度を知ることが出来る
 - H_α 光度 \propto 星形成活動度



電離ガスの分布



オリオン大星雲



Credit: NASA, ESA, M. Robberto (Space Telescope Science Institute/ESA) and the Hubble Space Telescope Orion Treasury Project Team

中性ガス

中性ガスの物理状態

- HII領域の外側では水素は中性
 - HIガス
- 温度 100 – 10000 K
 - 加熱と冷却のバランスで決まる
- 密度 $< 1 - 10^4$ 個 cm^{-3}

HIガスがHIIガスと圧力平衡にある場合

$$P = n_{\text{H}}kT \therefore P \propto n_{\text{H}}T$$

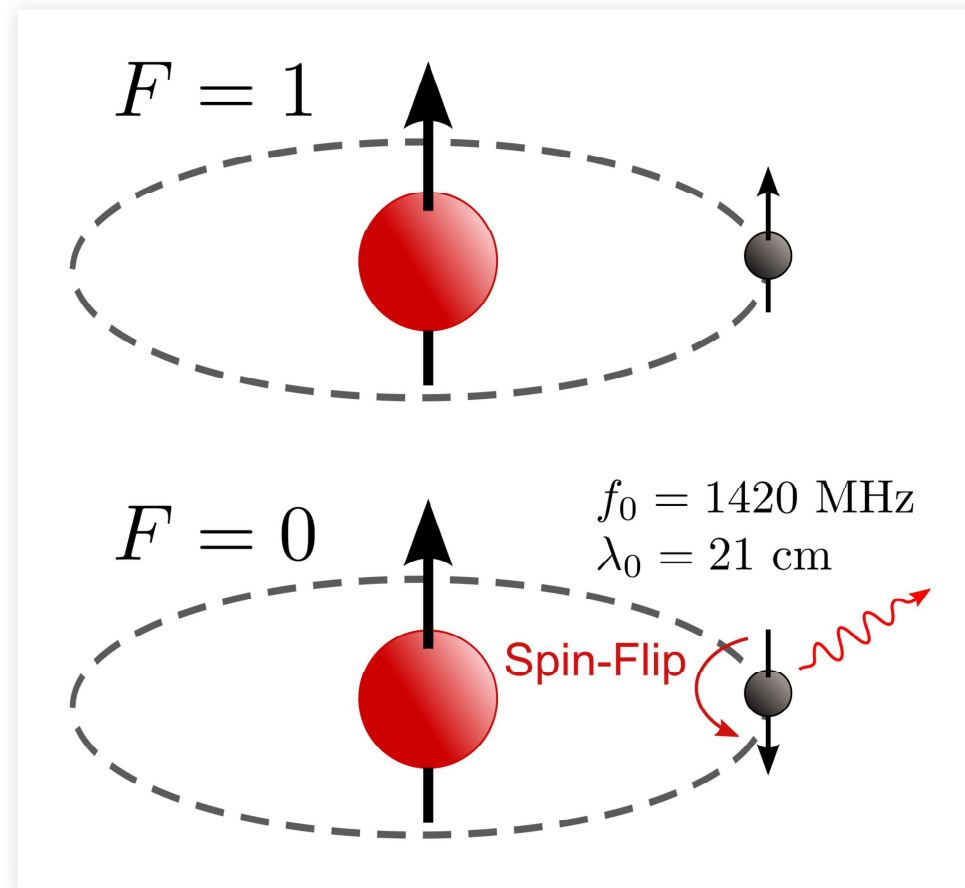
より、例えばHIIガス 1 cm^{-3} , 10^4 K

\leftrightarrow HIガス 10^2 cm^{-3} , 10^2 K

- 圧力平衡から外れたガスは時間と共に膨張(収縮)
- ガスの温度・密度を知ることが1つのポイントとなる

中性ガスの量の観測

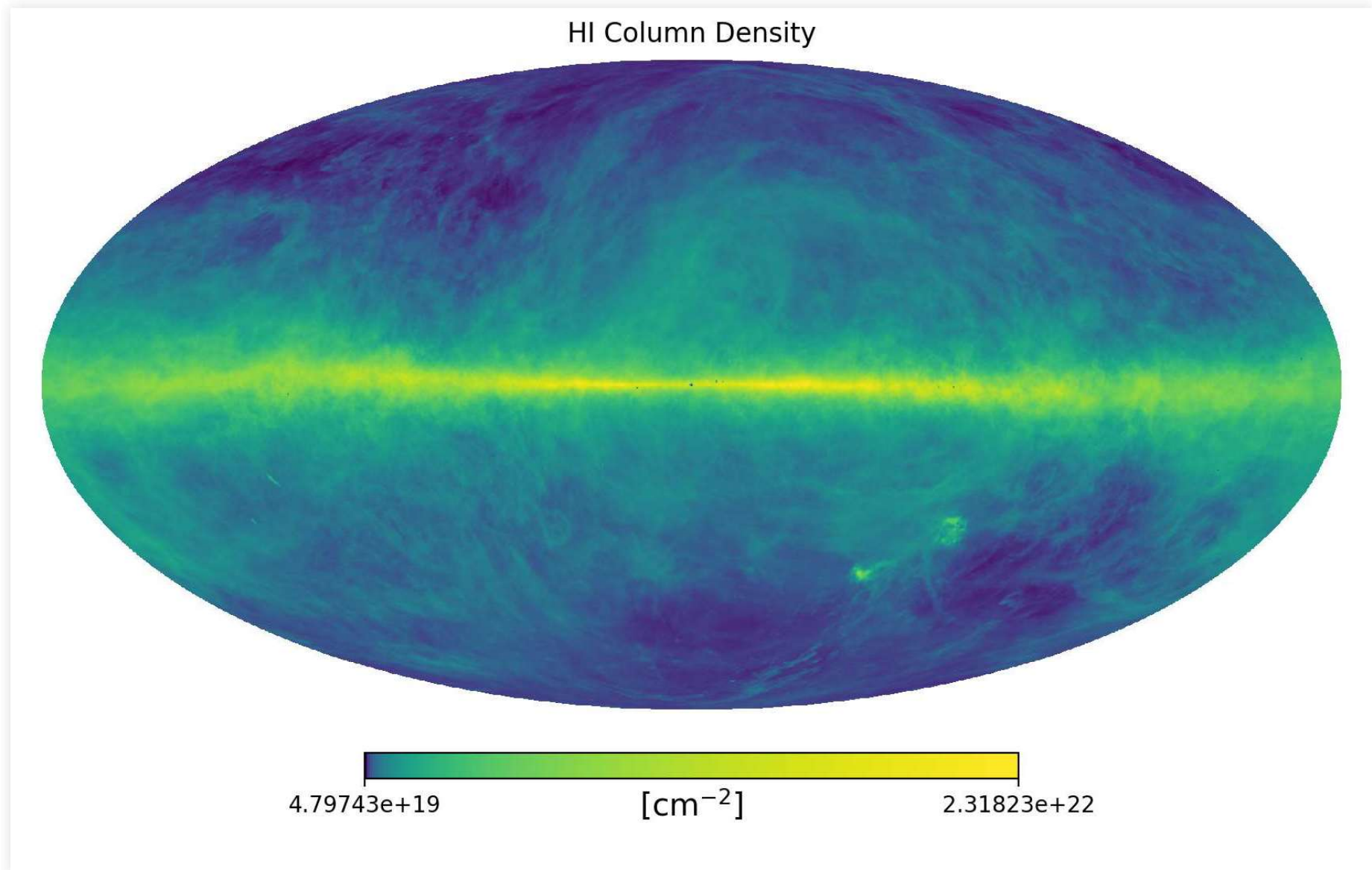
- HI 21cm 輝線



Wikimedia Commons

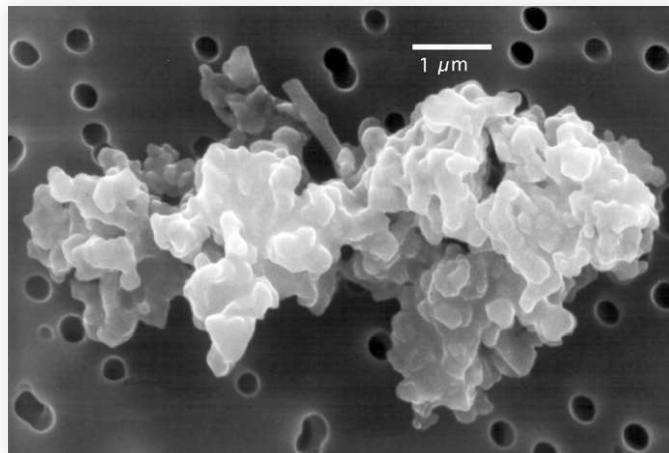
遷移速度は $2.9 \times 10^{-15} \text{ s}^{-1} \rightarrow 1.1$ 千万年に一回起こる

中性ガスの分布



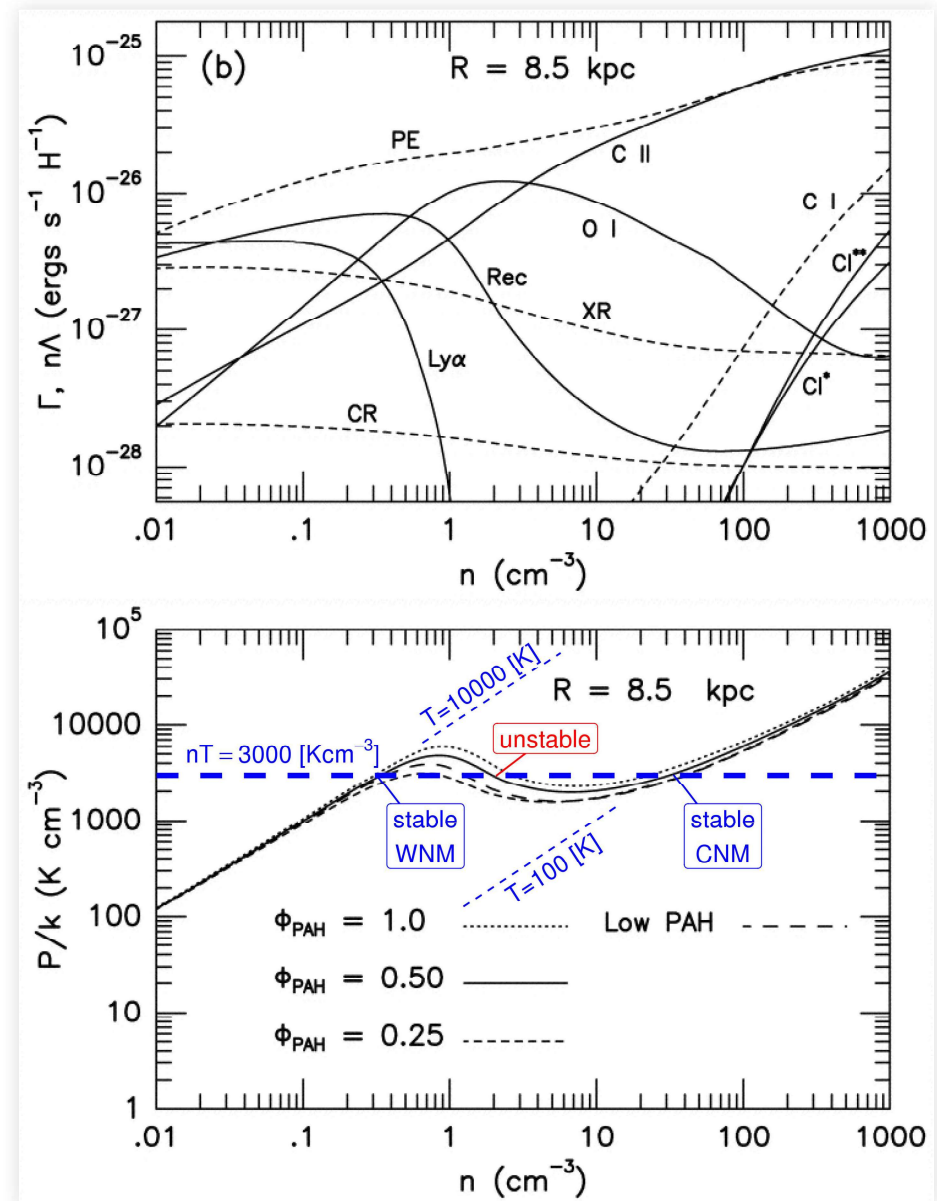
中性ガスの加熱過程

- HII領域と同様に近くの星の光による加熱
- 水素原子の吸収による加熱は非効率
 - 吸収しやすい光子はHII領域で使い尽くされてしまう
 - 冷却には効く
- 固体微粒子による「光電子加熱」(photoelectric heating)
 - $\geq 6 \text{ eV}$ の紫外線光子による光電効果
 - ダスト表面から電子を叩き出す
 - 叩き出された電子とHIガスとの衝突による加熱



中性ガスの冷却過程

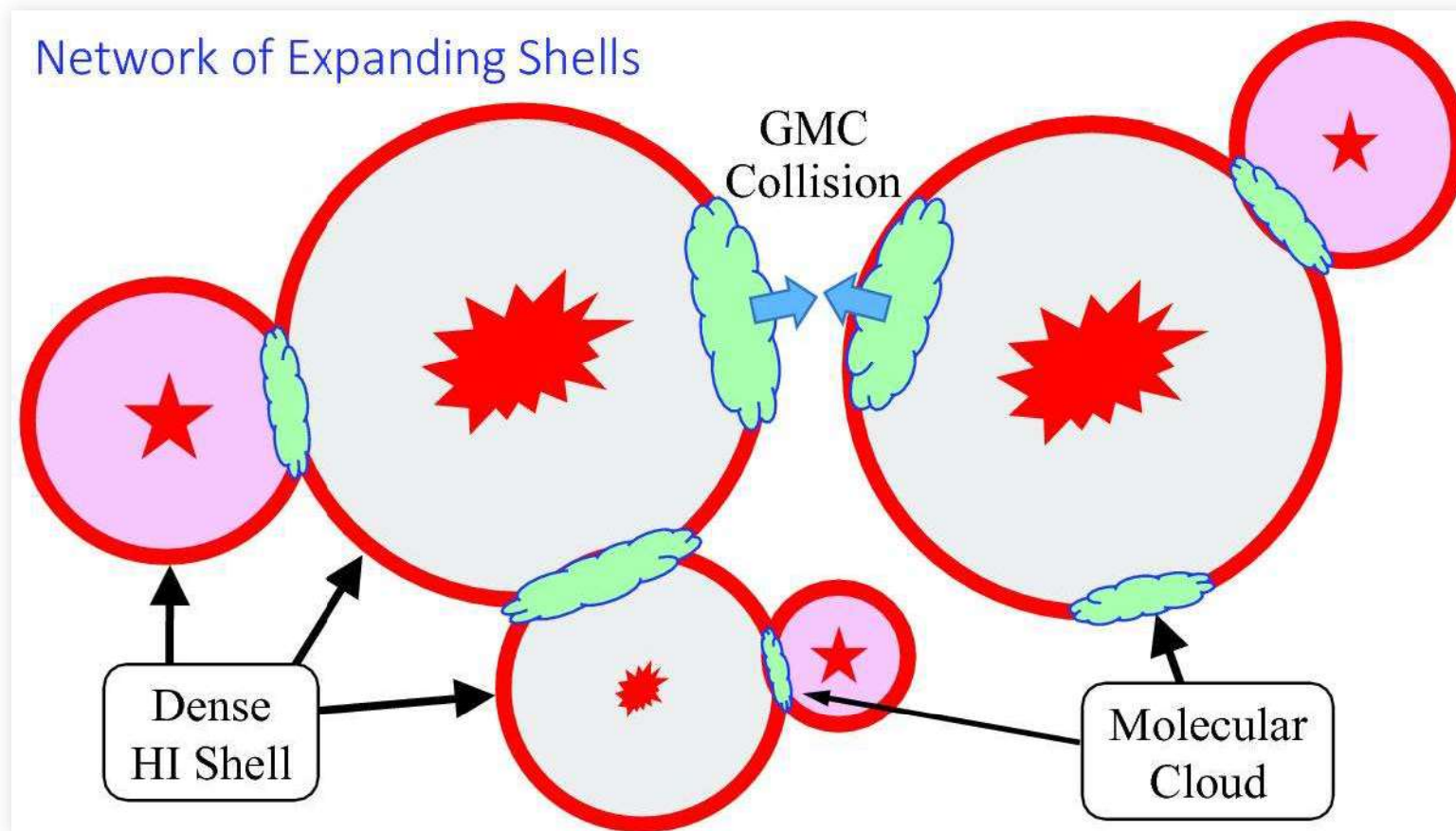
- 低密度ガスは $Ly\alpha$ や水素の再結合線(Rec)
 - 効率は良くない
 - Warm Neutral Medium: WNM ($T \simeq 10000$ K)
- 高密度ガスは酸素(O^0)や炭素(C^+)の輝線が効く
 - 衝突による励起 → 密度が高ければ高い程有効
 - Cold Neutral Medium: CNM ($T \leq 100$ K)
- 温度の異なる二相が共存



Wolfire, McKee, Hollenbach, & Tielens 2003, *ApJ*, 587, 278

冷たい中性ガスの作り方(仮説)

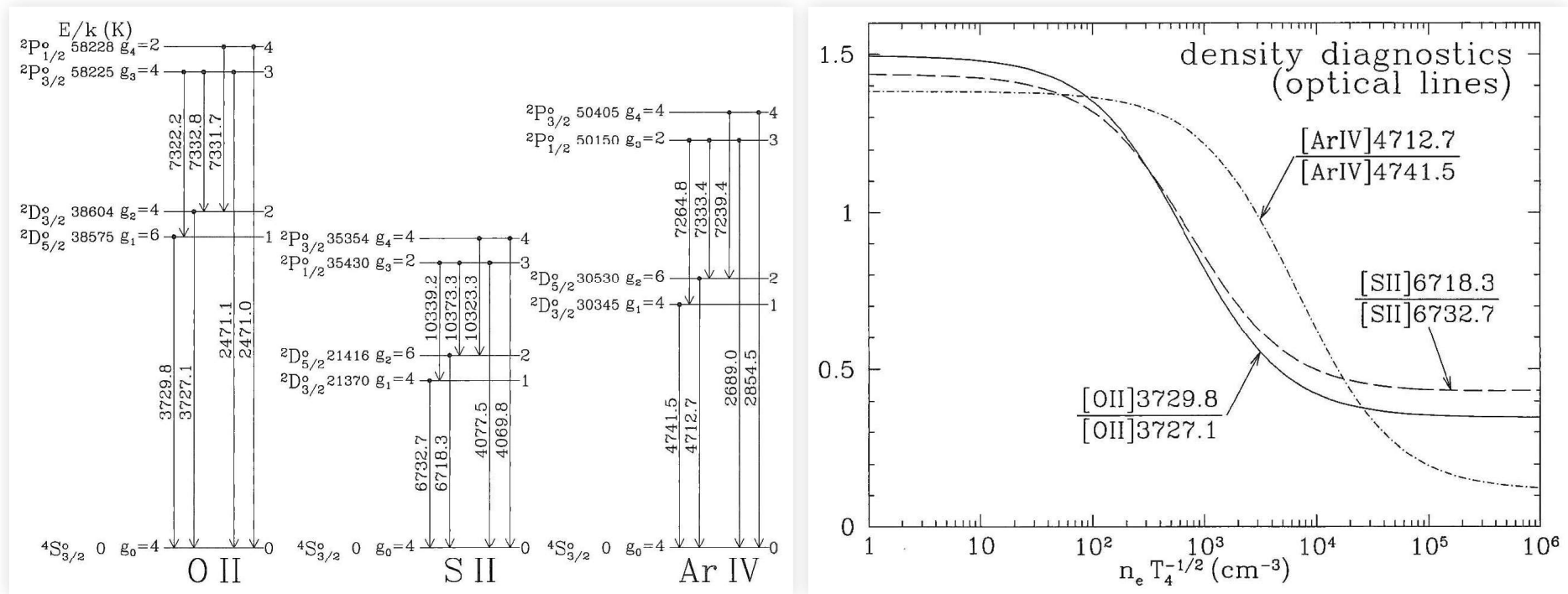
- WNM \rightarrow CNM
 - 何らかの外力により圧縮し密度を上げてやる必要
- 超新星爆発やHII領域による圧縮が有力な候補



Inutsuka, Inoue, Iwasaki, & Hosokawa 2015, *A&Ap*, 580, A49

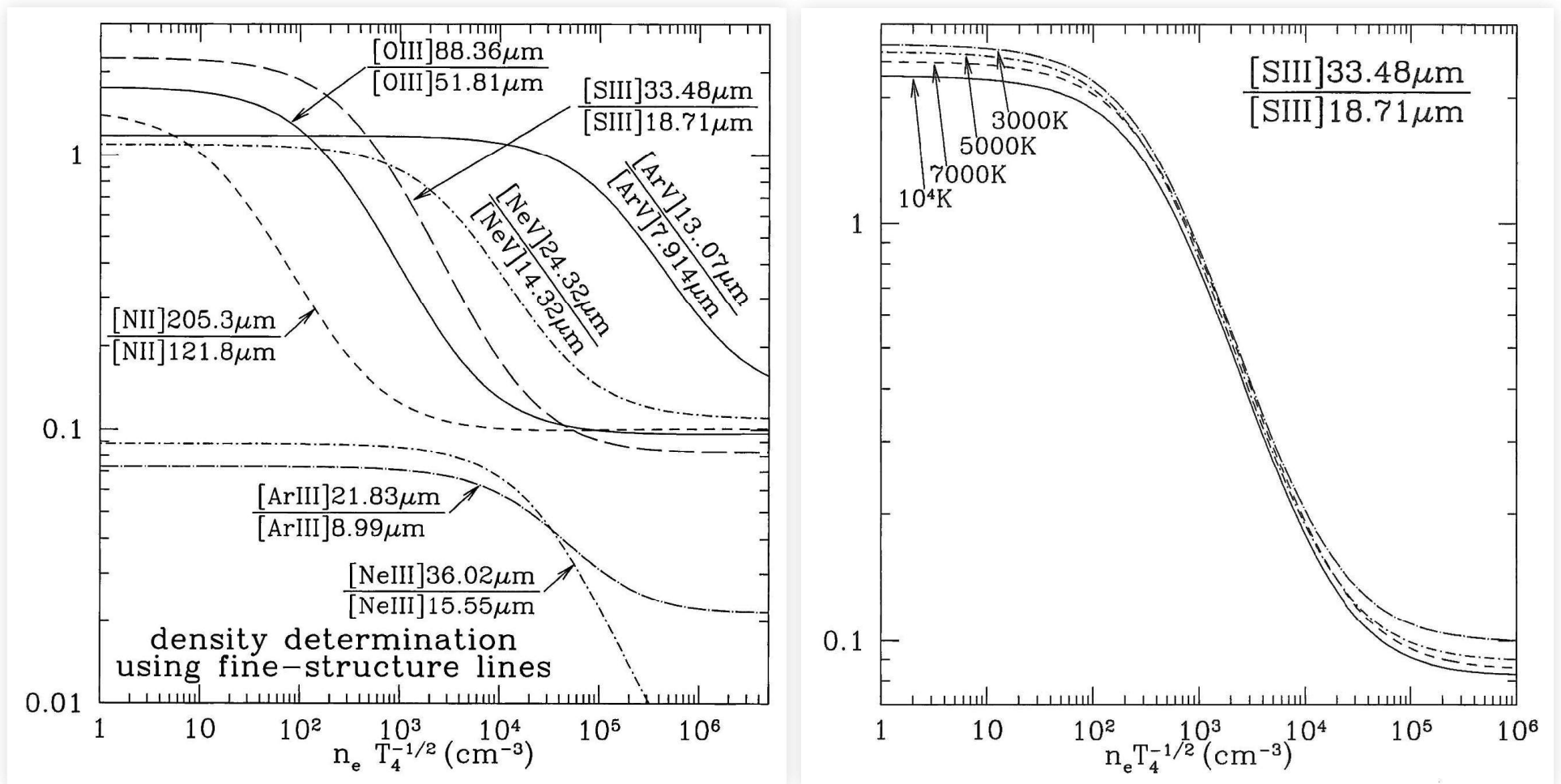
スペクトル線の観測

輝線による密度推定 (可視光)



Draine 2011, Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium, Princeton University Press

輝線による密度推定 (赤外線)

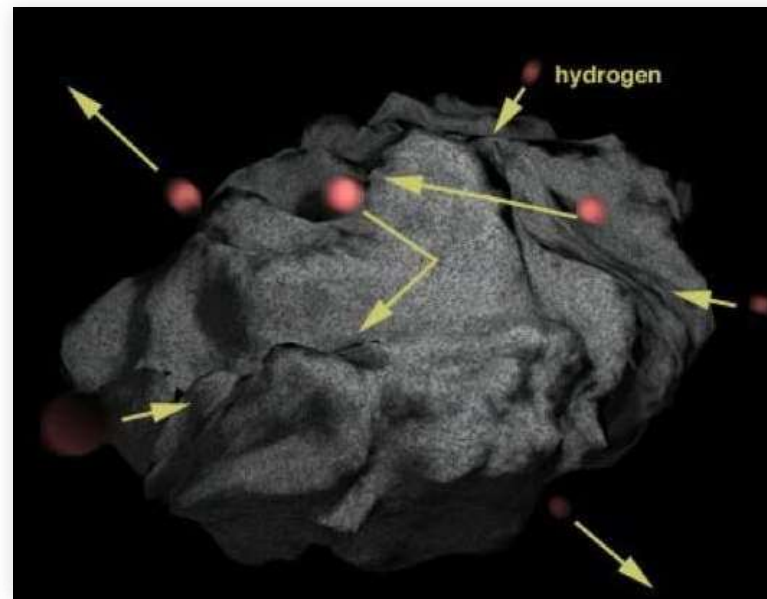


Draine 2011, Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium, Princeton University Press

分子ガス

分子ガスの形成

- 2体反応による分子形成(科学反応)は難しい
 - 発熱反応 → 余分なエネルギーを外部に棄てる必要
 - 適度な波長の輻射を出す必要
 - 輻射を出せない場合、分子は再び解離 (dissociate) する
- 固体微粒子表面の化学反応
 - 余分なエネルギーを固体微粒子に棄てられる



より複雑な分子の形成

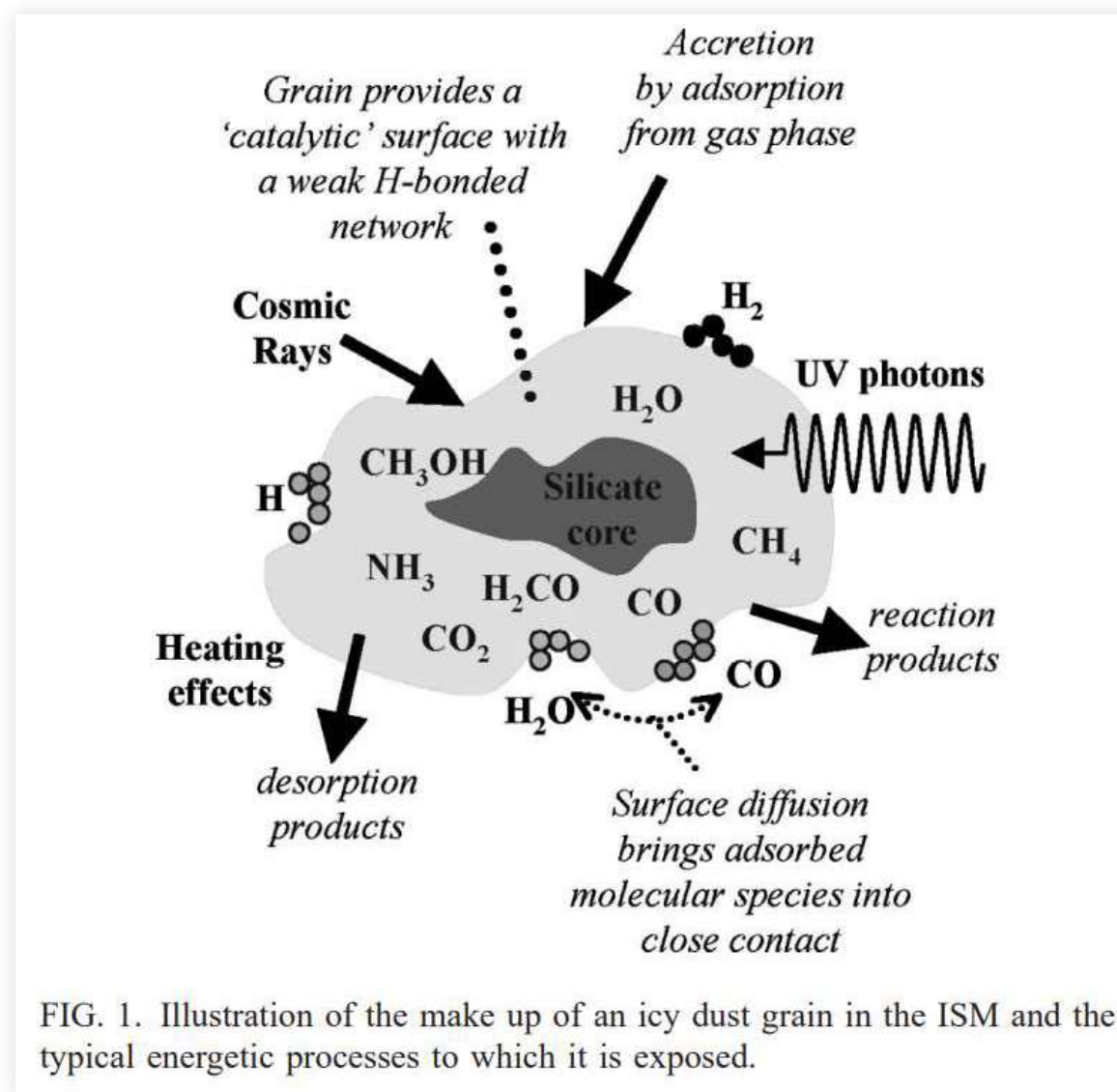


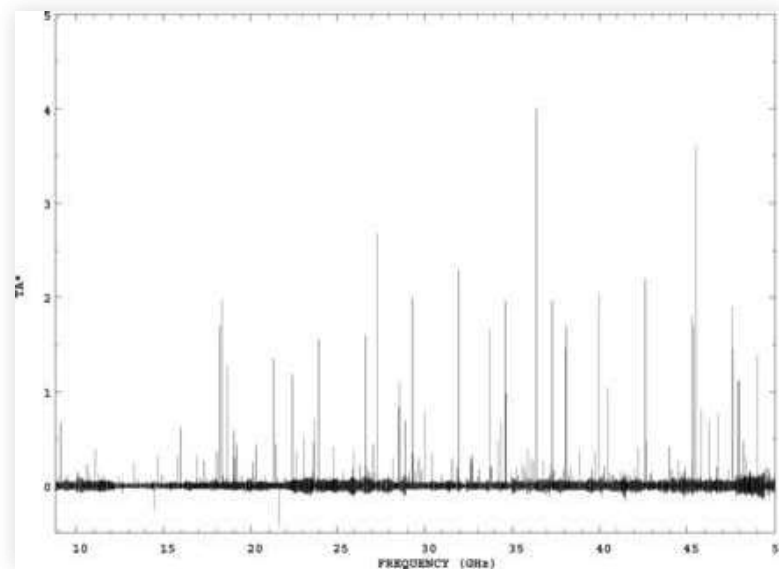
FIG. 1. Illustration of the make up of an icy dust grain in the ISM and the typical energetic processes to which it is exposed.

Fraser, Collings, & McCoustra 2002, *Review of Scientific Instruments*, 73, 2161

野辺山電波望遠鏡分子輝線サーベイ

牡牛座分子雲中に発見された分子一覧

CS, HCS⁺, SO, OCS, NH₃, HNCO, *l*-C₃H, C₄H, C₅H, C₆H, C₃N, CCO, C₃O, CCS, C₃S, HC₃N, HCCNC, HNCCC, HC₃NH⁺, HC₅N, HC₇N, HC₉N, H₂C₃, H₂C₄, H₂CO, H₂CCO, H₂CS, CH₂CN, CH₃CN, CH₃C₃N, CH₃CCH, CH₃C₄H, CH₃OH, CH₃CHO, HCCCHO, CH₂CHCN, *c*-C₃H, *c*-C₃H₂



Kaifu, Ohishi, Kawaguchi, *et al.* 2004, *PASJ*, 56, 69

野辺山45m電波望遠鏡

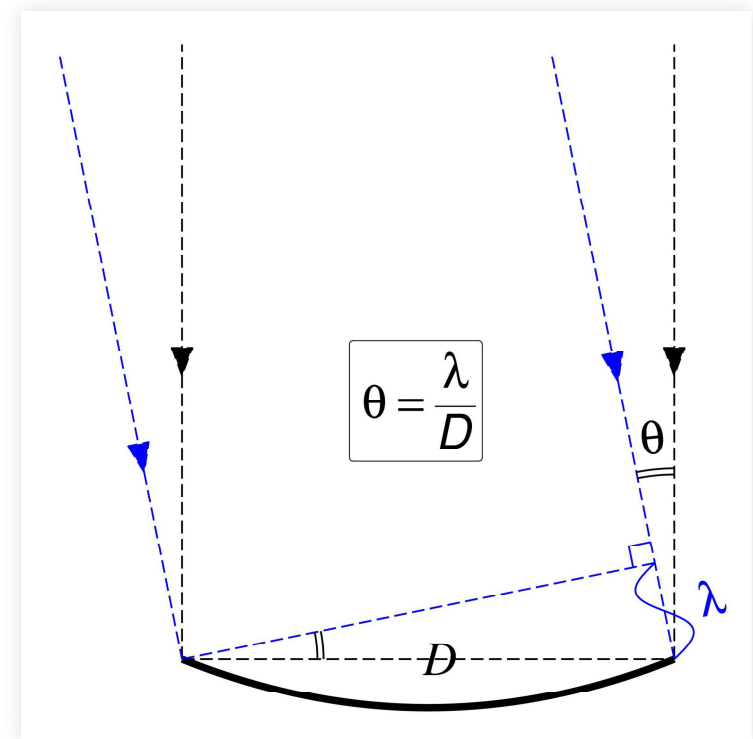
- 1982年完成
- 観測周波数1GHz ~ 150GHz (波長約2mm ~ 300mm)
- 鏡面誤差 0.1mm
- 最高解像力 $0.004^\circ = 14$ 秒角 (cf. 光学望遠鏡 ≥ 0.1 秒角)
- 国内初の「国際競争力を持つ」望遠鏡
 - 光学望遠鏡を含む地上望遠鏡として
 - 海外の一流研究者も使いに来る望遠鏡



国立天文台 野辺山宇宙電波観測所

望遠鏡サイズと分解能 (復習)

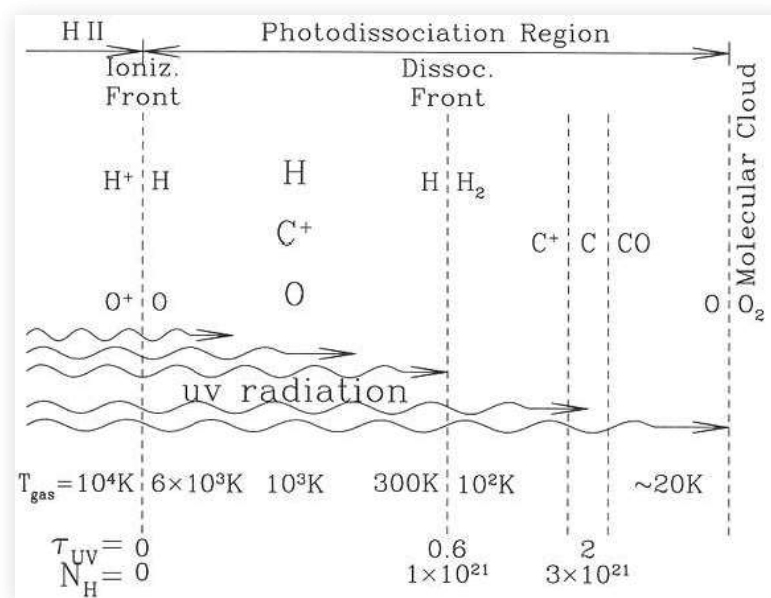
- $\theta \simeq \frac{\lambda}{D}$ が最小分解能
 - θ : 最小分解能
 - D : 望遠鏡の口径(直径)
 - λ : 観測する光の波長
- D が大きい方が分解能良い
- λ が小さい方が分解能が良い



分子ガスの観測

分子ガス中の元素電離/解離状態の分布

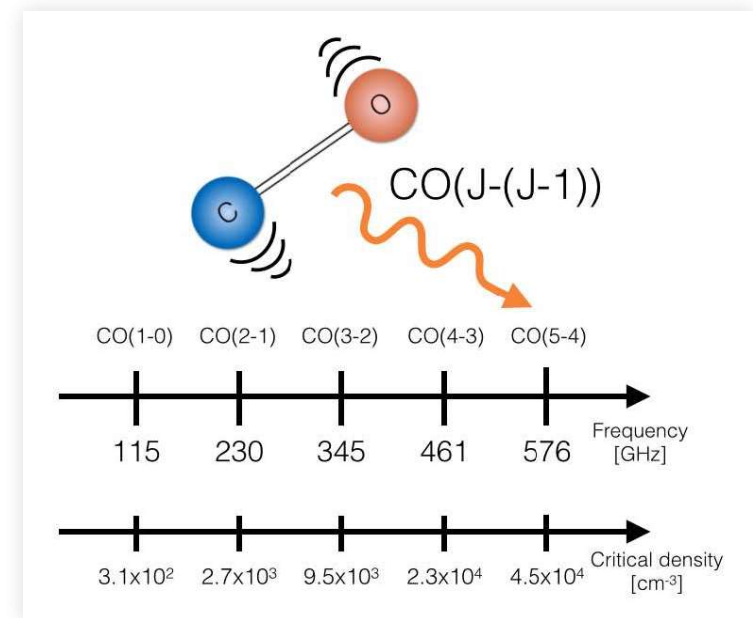
- 分子ガス雲表面から内部へ向かって紫外光強度は減少
 - 原因1: 固体微粒子による紫外光の吸収
 - 原因2: 自己遮蔽 (self-shielding)
- 内部ほどガス温度は低下
 - 表面: 100 K → 内部: 10 K



Draine 2011, Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium, Princeton University Press

CO 分子輝線

- 分子ガスの観測に最も良く用いられるスペクトル線
- H₂ガスそのものの観測ではないことに注意
 - CO/H₂ガス存在比による換算が必要
 - H₂ガスと同じ場所を見ているわけではない
- 自己遮蔽の効果はCO分子輝線にも効く
 - 主にCO分子ガス“表面”の観測
 - ¹³CO, C¹⁸Oの利用
 - 高回転励起のCO輝線の利用
 - NH₃, N₂H⁺等のより高密度領域のトレーサーの利用



Olsen 2015, PhD Thesis, arXiv:1509.02991

おうし座分子雲

- 太陽系からの距離 140pc (460光年)
 - cf.オリオン座分子雲: 450pc
- 最も近く、最も良く観測されている分子雲のひとつ

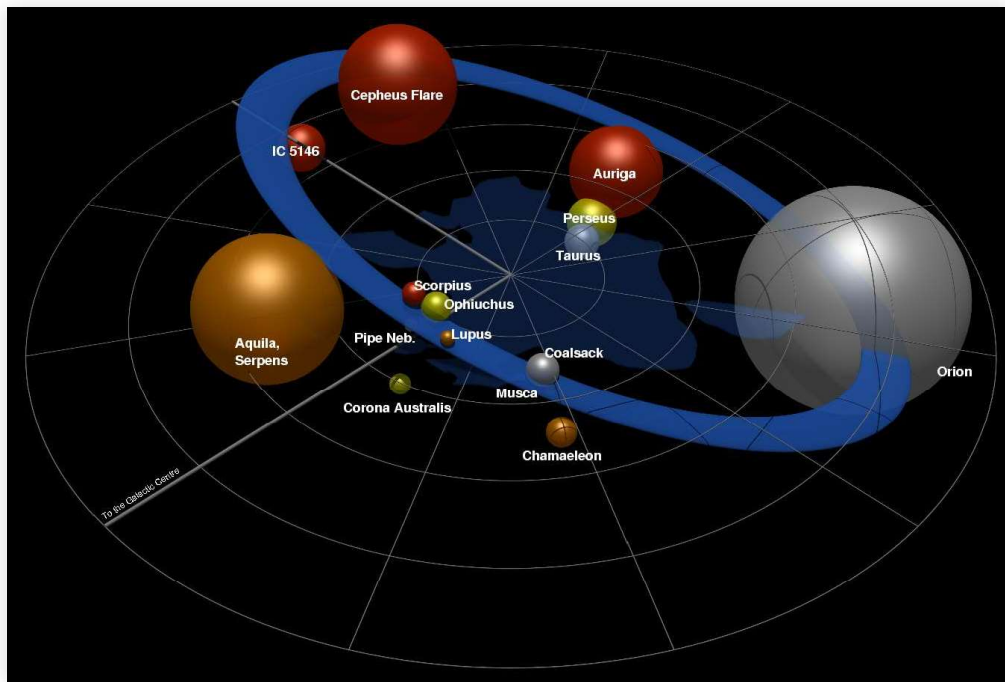
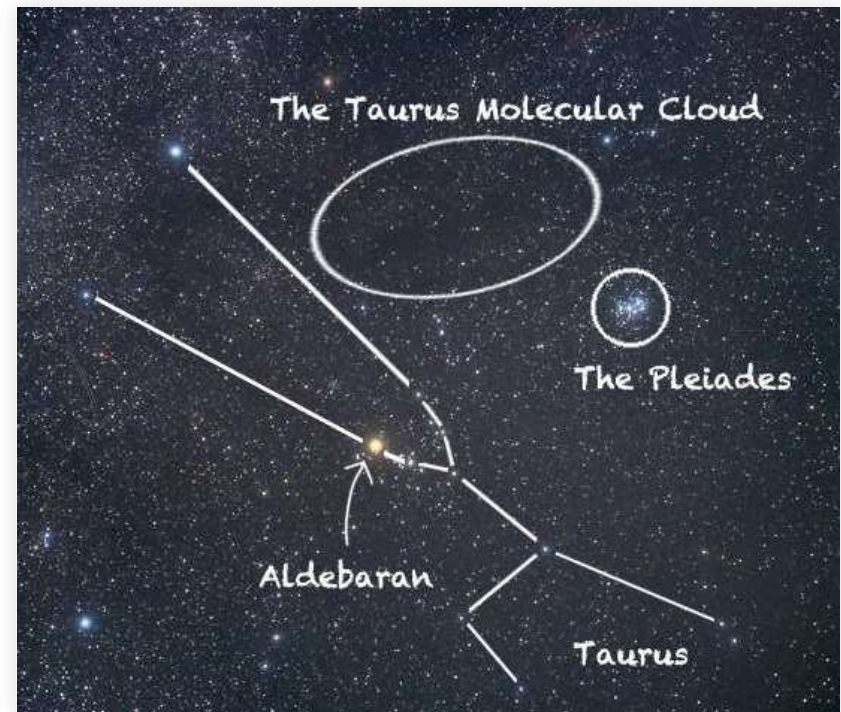


Image credit: J. Kirk (modifications by V. Konyves)

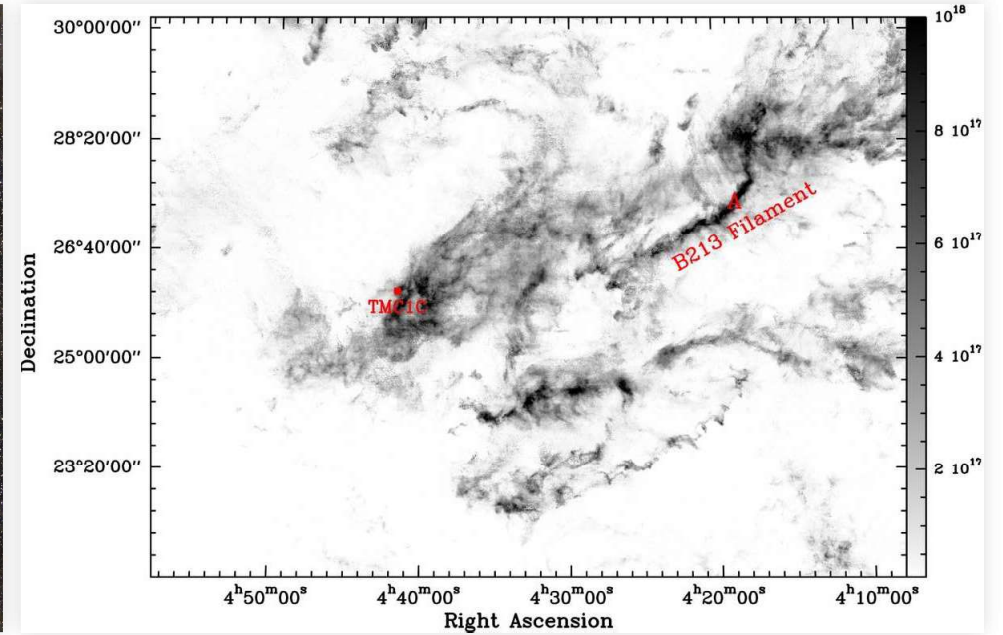


Nick Wright, image adapted from one by David Malin

おうし座分子雲 (可視光 vs. CO分子輝線)



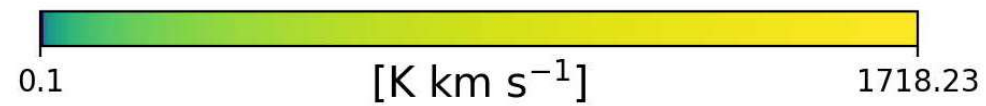
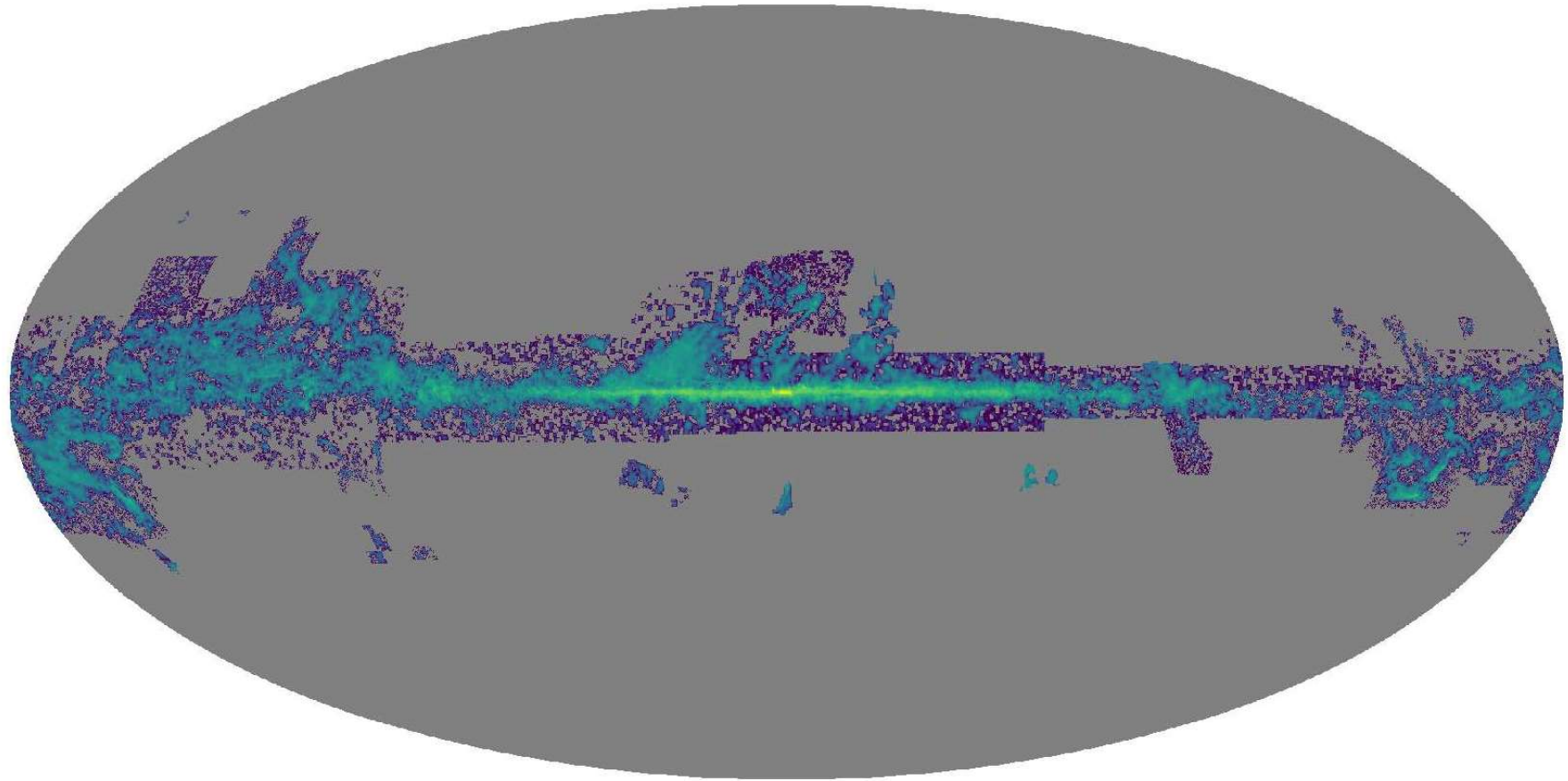
©TOMMY NAWRATIL



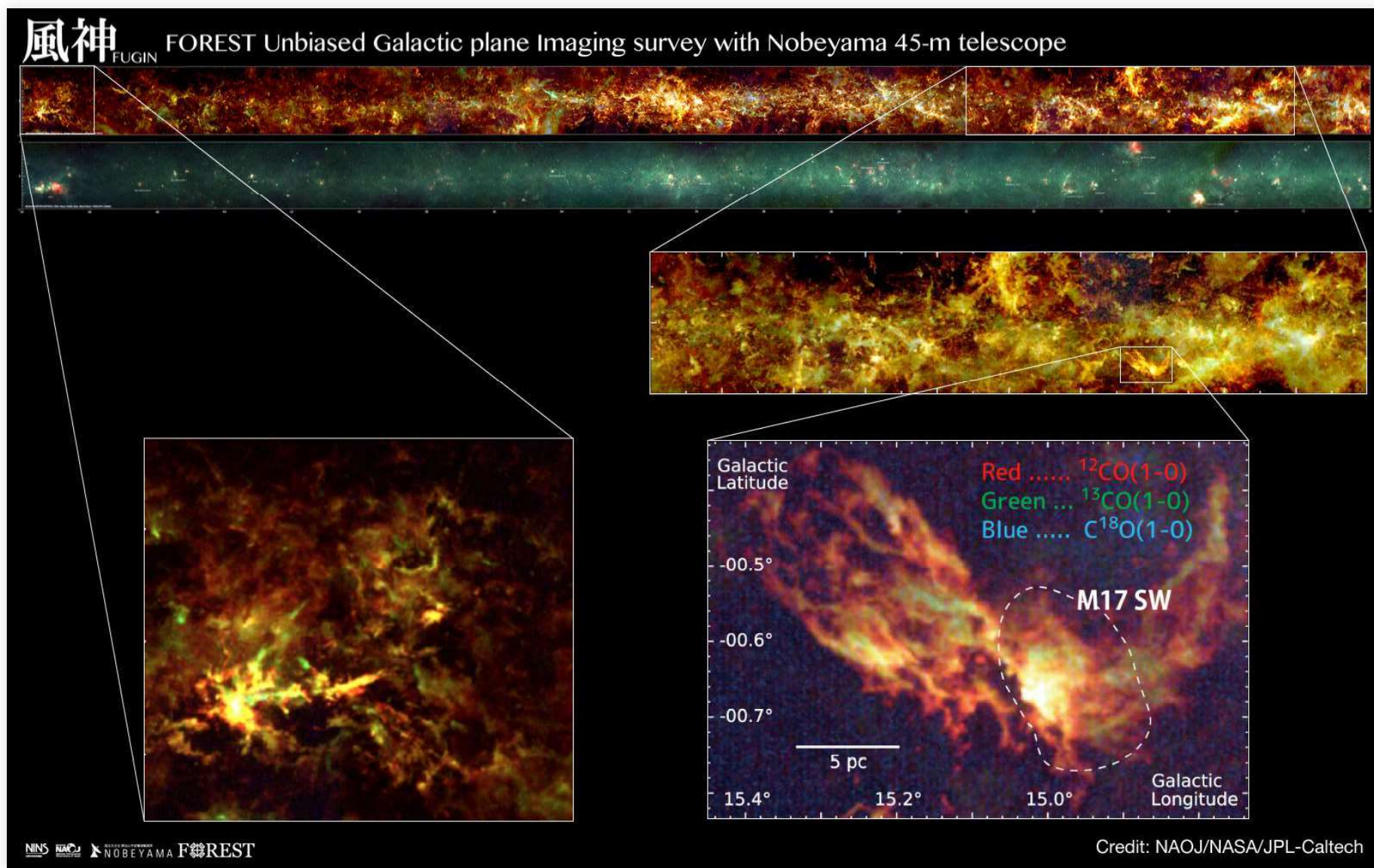
Li & Goldsmith 2012, *ApJ*, 756, 12

CO分子雲の分布

CO (J=1-0) line intensity



野辺山電波望遠鏡“風神”プロジェクト

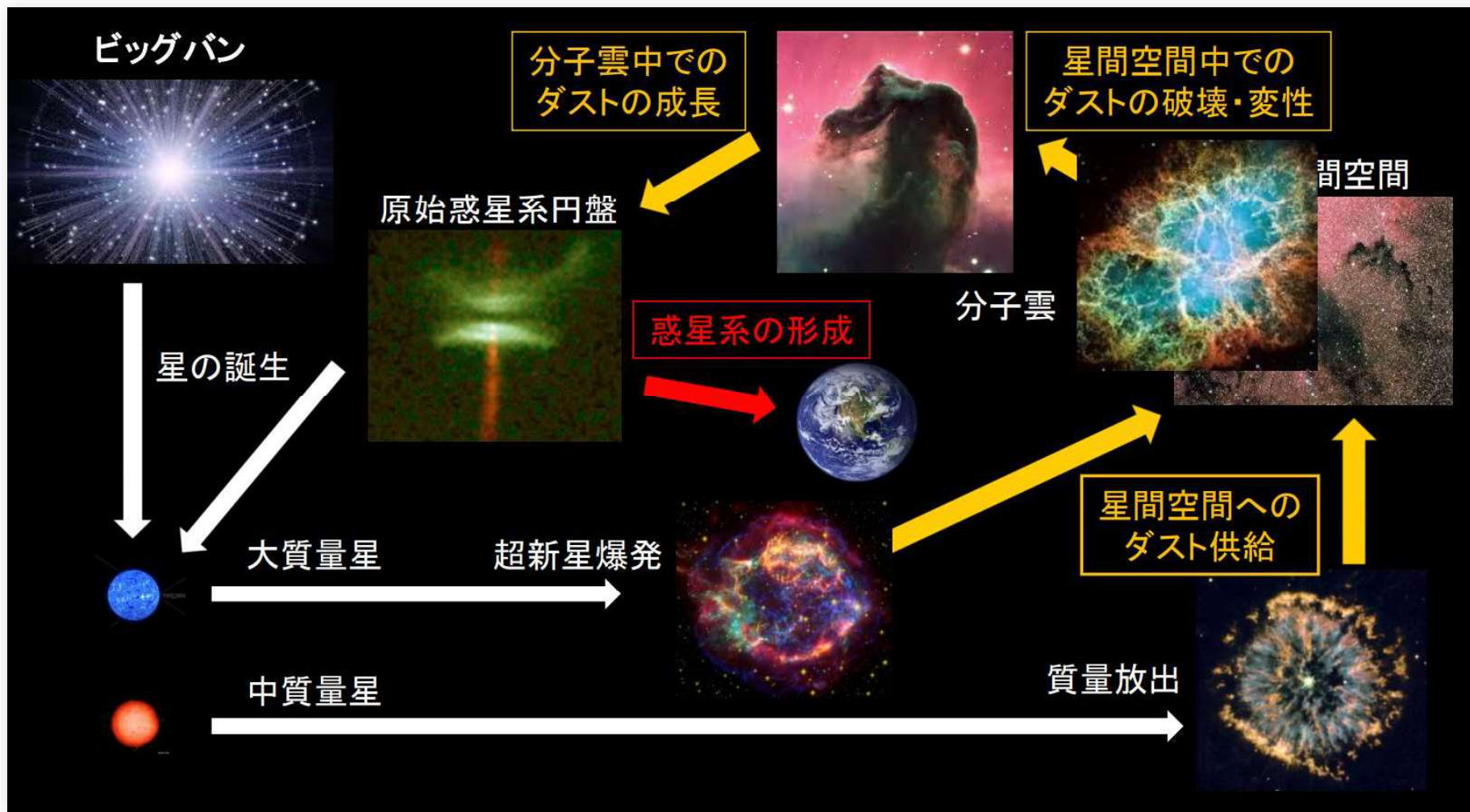


星間固体微粒子

星間塵 (interstellar dust)

- 大きさは0.001 ~ 1 μm
- 星間ダスト/ガス質量比は1%程度
- 星間空間の非常に広い範囲に存在
- 組成は主にアモルファスC, SiO、Fe, Al 等が微量含まれる
- 炭素質ダスト
 - graphite (グラファイト)
 - 非晶質炭素
- ケイ酸塩(シリケート)ダスト
 - $\text{Mg}_x\text{Fe}_{(1-x)}\text{SiO}_3$ (輝石; pyroxene)
 - $\text{Mg}_{2x}\text{Fe}_{2(1-x)}\text{SiO}_4$ (かんらん石; olivine)
 - SiO_2 (石英; silica)

星間塵の生成・成長・破壊



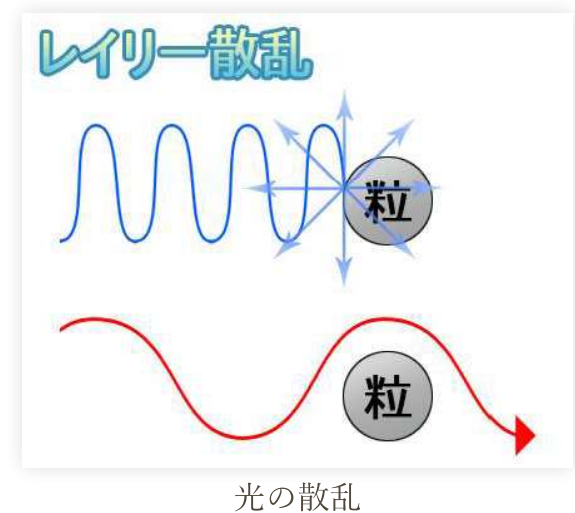
国立天文台 野沢貴也氏発表資料より引用

星間塵の果たす役割

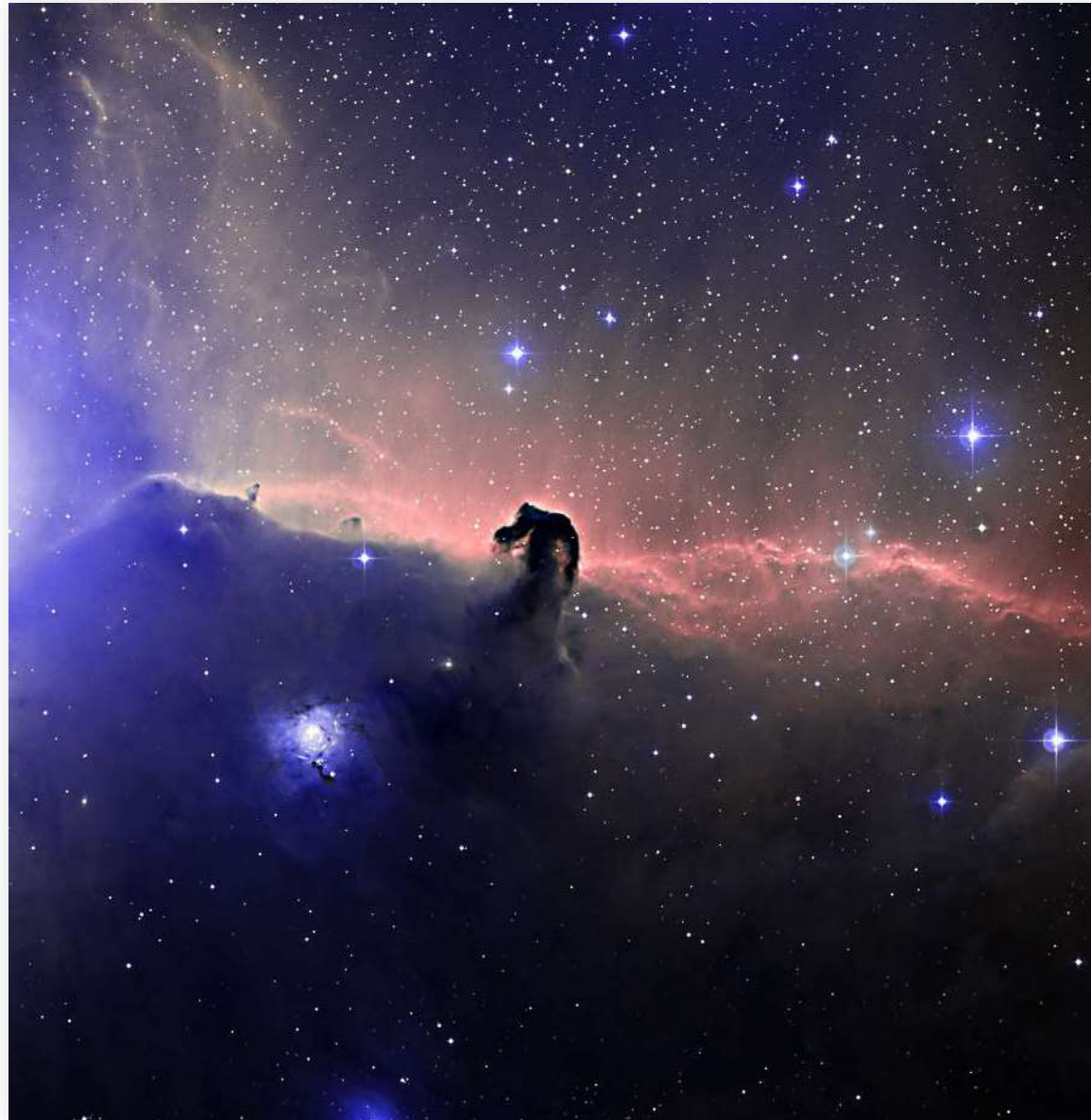
- 光電子の供給
 - 中性ガスの主要加熱源
- 表面の化学反応
 - 水素分子や有機分子の形成
- 惑星形成の材料
- 光の吸収・散乱・熱輻射

レイリー散乱 (Rayleigh scattering)

- 固体微粒子よりも波長の短い光は散乱・吸収
- 固体微粒子よりも波長の長い光は透過
- 散乱係数は波長の4乗に比例して小さくなる
- 空が青く夕焼けが赤い理由
 - 青い光ほど散乱
 - 赤い光ほど透過
- ダストサイズは $\sim 1 \mu\text{m}$
 - 紫外線・可視光を散乱・吸収
 - 赤外線を透過

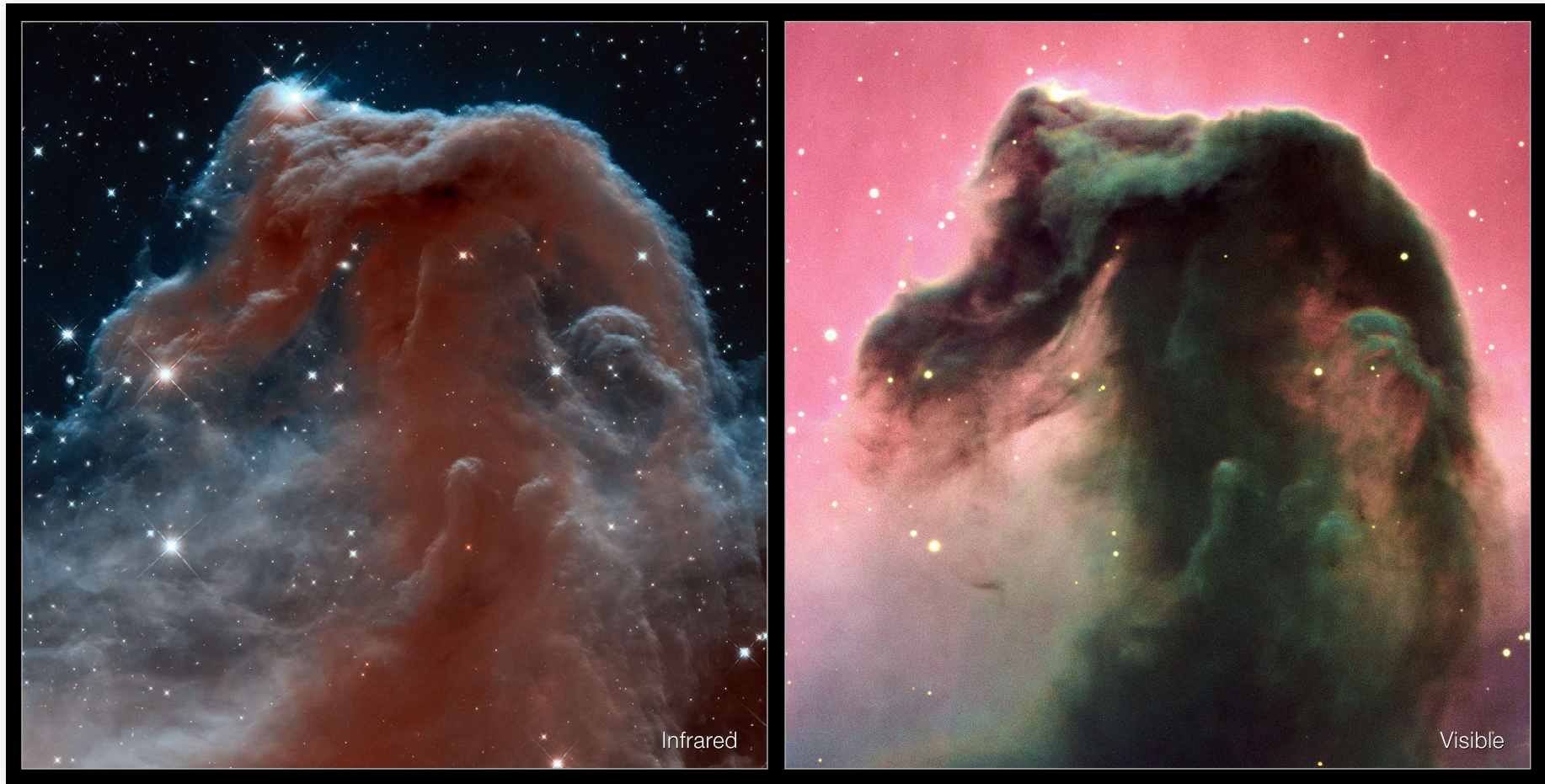


暗黒星雲



Credit:John Corban & the ESA/ESO/NASA Photoshop FITS Liberator

暗黒星雲(可視光 vs. 赤外線)

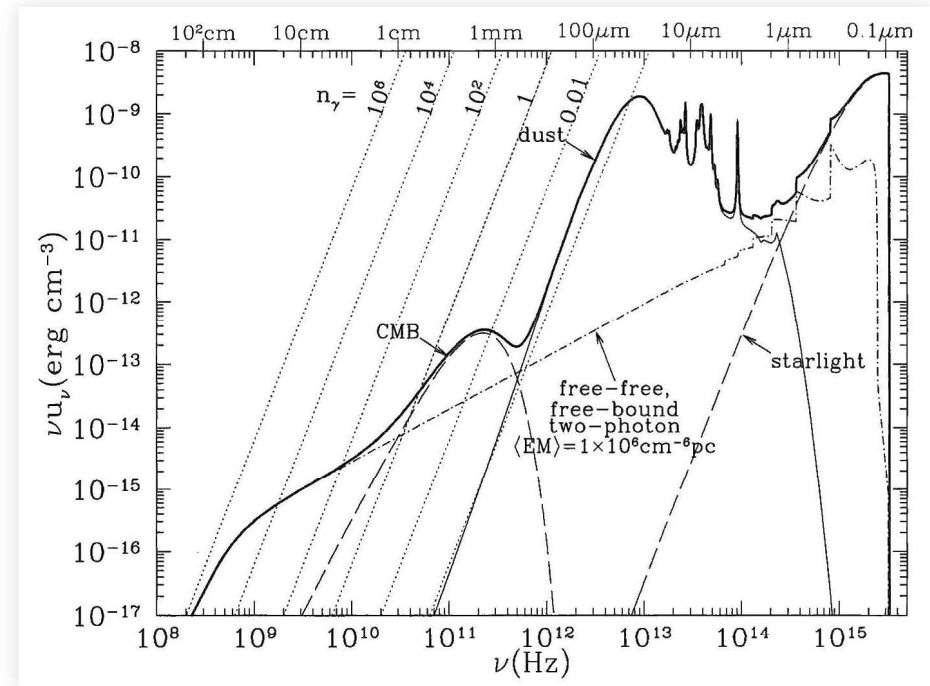


Credit: NASA, ESA, and the Hubble Heritage Team (AURA/STScI); ESO

星間塵からの熱輻射

星間塵による熱輻射

- 紫外光・可視光の吸収
 - 星間塵の加熱
 - 10 ~ 20 K 程度
- 星間塵からの黒体輻射
- 入って来た星の光が長波長の光に変換される
 - 波長数十 ~ 100 μm
 - 遠赤外線が輻射される

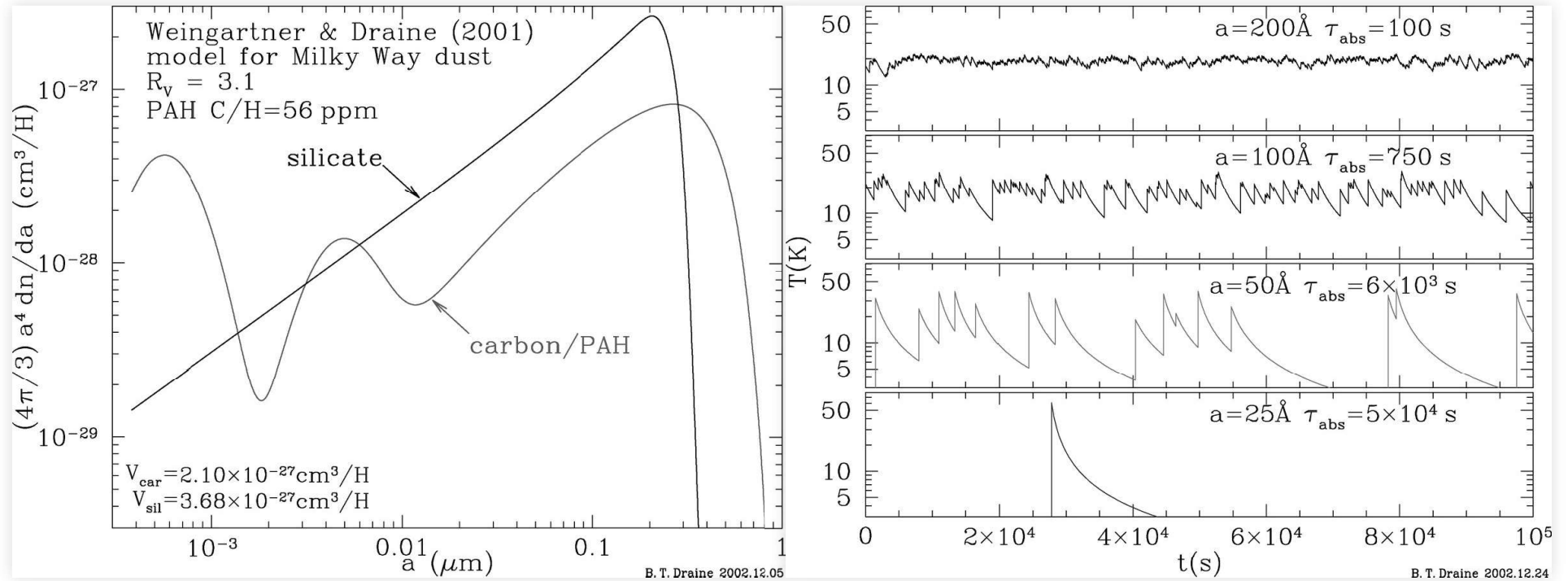


Draine 2011, Physics of the Interstellar and Intergalactic Medium,

Princeton University Press

星間塵の加熱

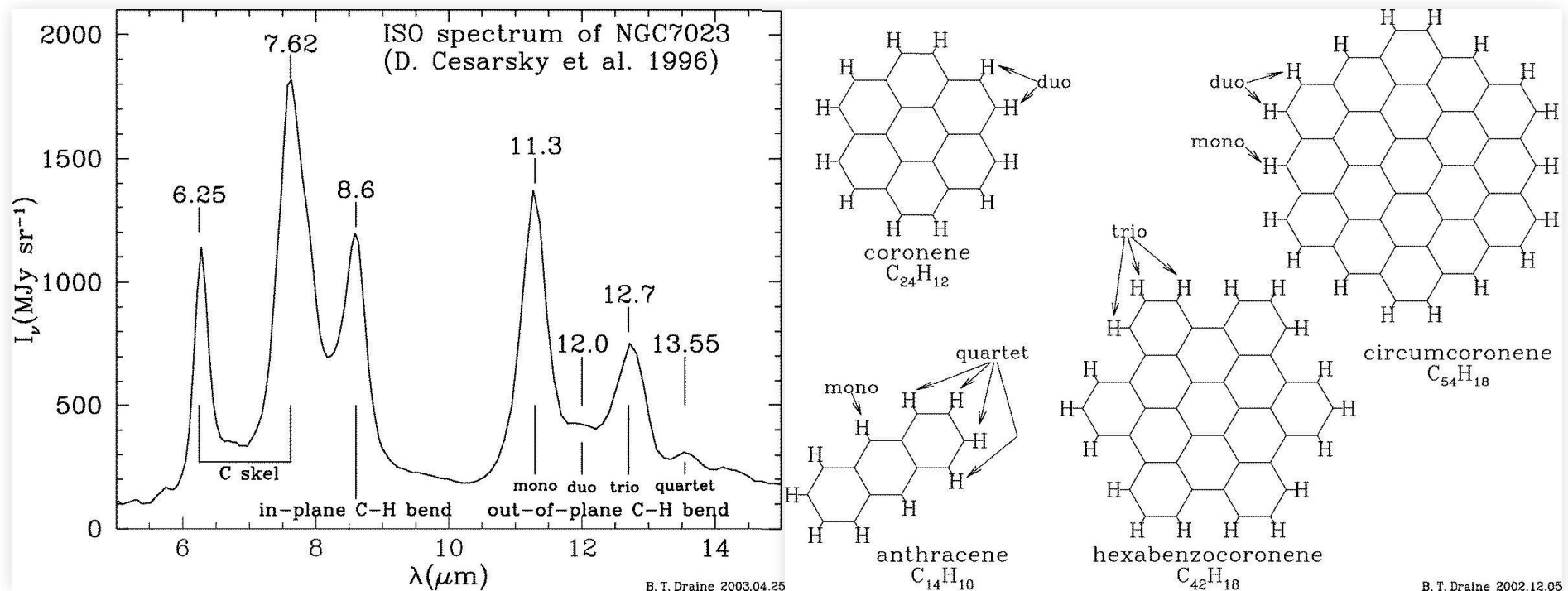
星間塵のサイズ分布と stochastic heating



Draine 2003, *ARA&A*, **41**, 241

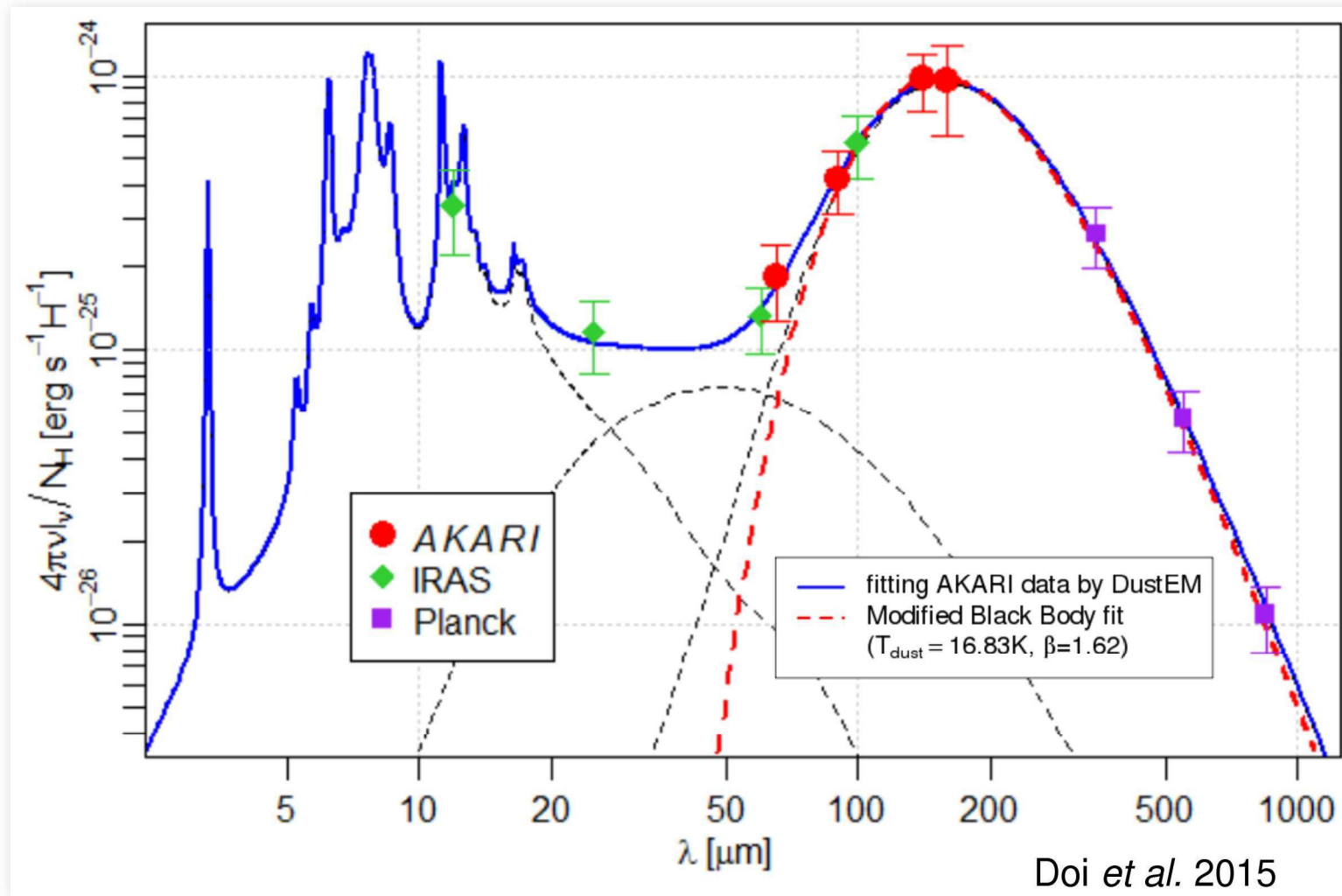
赤外線未同定バンド

多環式芳香族炭化水素 (polycyclic aromatic hydrocarbon; PAH) からの輻射と一般に考えられている。



Draine 2003, *ARA&A*, 41, 241

星間塵輻射のスペクトル



Doi *et al.* 2015, *PASJ*, 67(3), 50

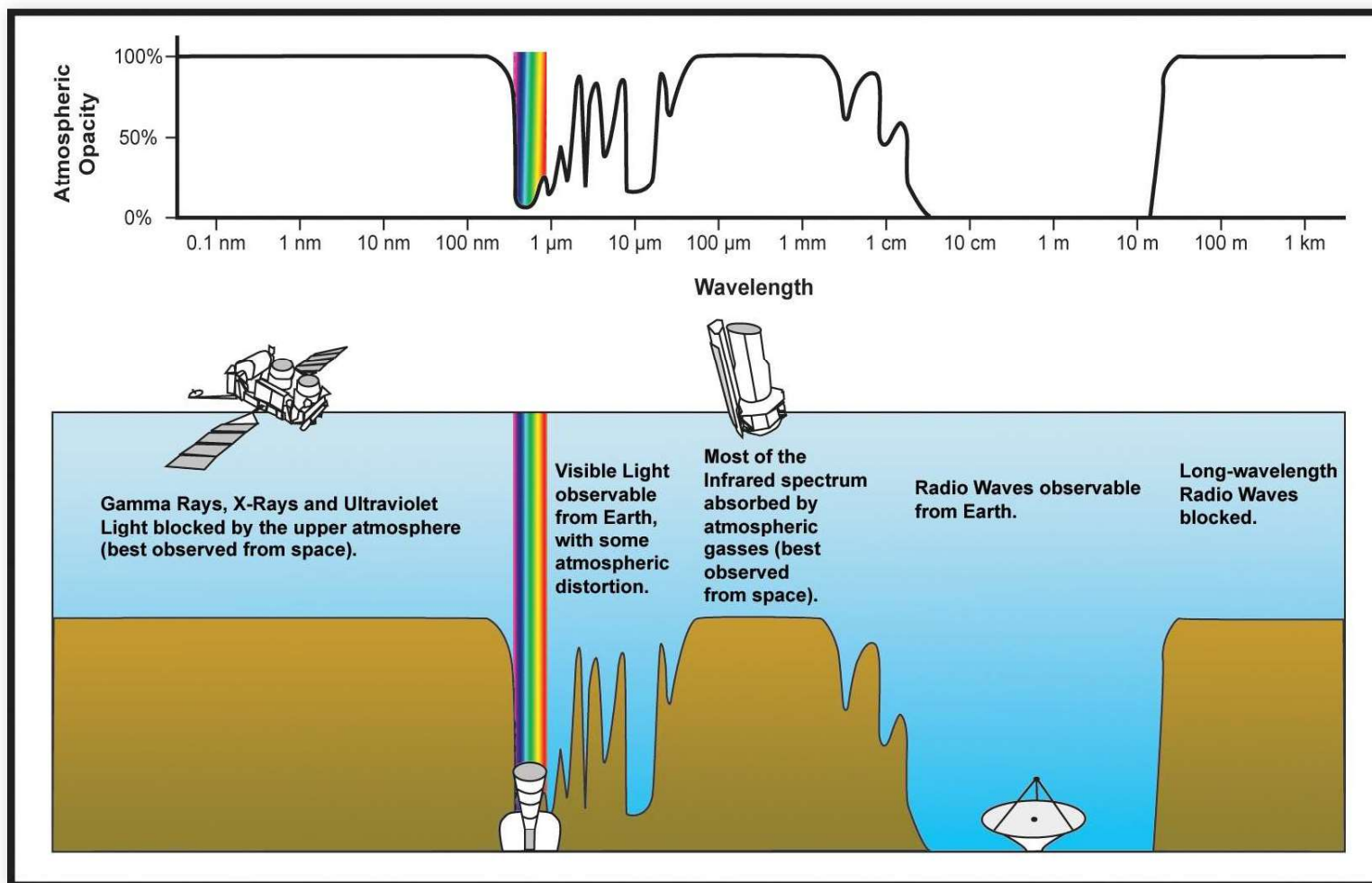
星間塵からの熱輻射の効用

- 星からの入射紫外光が赤外線に変換される
 - 吸収量が小さく分子雲内部/銀河系全体まで見通せる
 - 赤外線の全放射光度 (bolometric luminosity)
↔ 星形成活動度
- 輻射スペクトルの長波長側は単純
 - 温度推定が可能
 - 入射紫外線強度の指標
- スペクトルから求められる温度・明るさ
→ 星間塵の総量が分かる
 - 星間減光量の推定
 - H_{α} 輝線や星の明るさの観測量を補正
 - 星間物質総量(ガス/ダスト比を一定と仮定して)

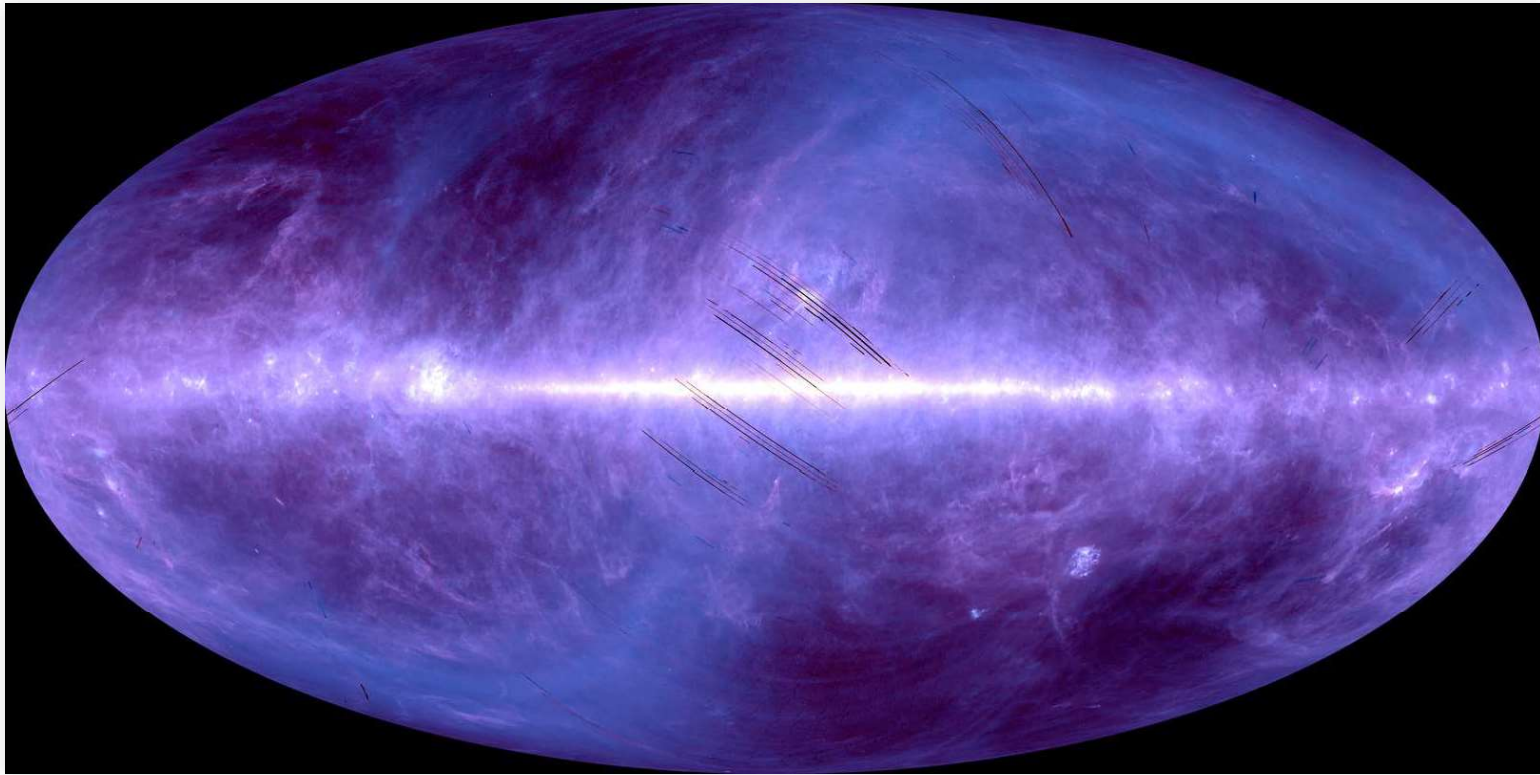
星間塵熱輻射の観測

大気の透過率

- 暗黒星雲を観測するには遠赤外線で観測すべし
- 遠赤外線は地上から観測出来ない



赤外線天文衛星「あかり」による全天観測



Doi *et al.* 2015, *PASJ*, 67(3), 50

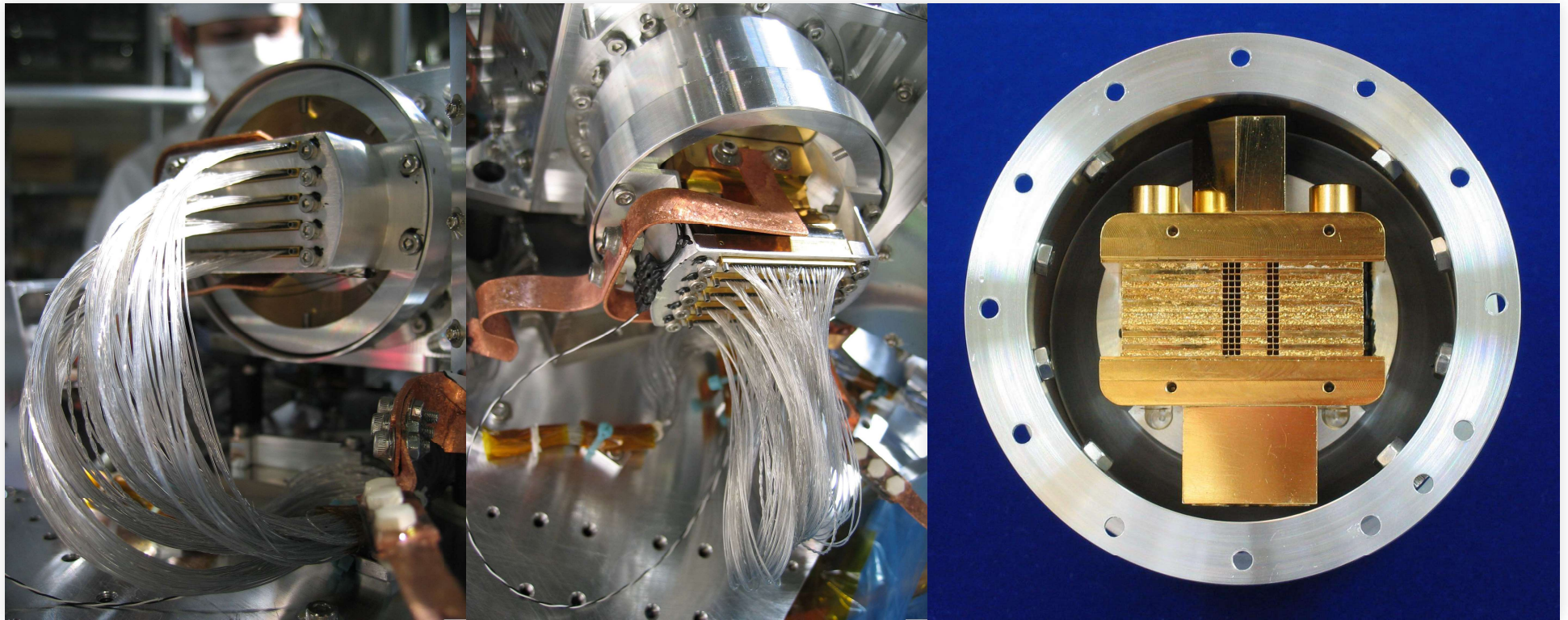
- 2006年打ち上げ
- 観測波長 2 – 180 μm
- 世界最高分解能の遠赤外線全天マップ



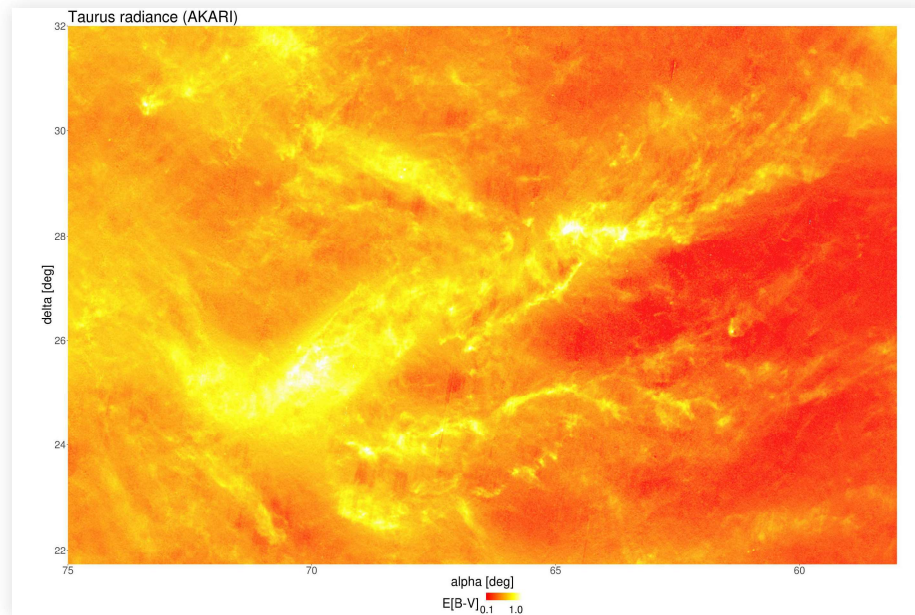


FPI: IRC & FIS

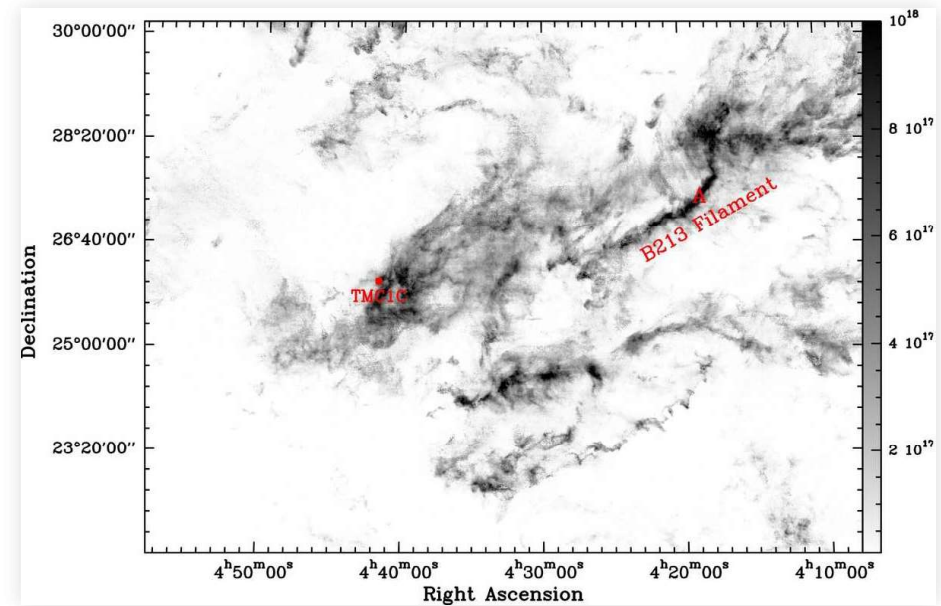
「あかり」搭載遠赤外線検出器



おうし座分子雲 (遠赤外線 vs. CO分子輝線)



Doi *et al.* 2015, *PASJ*, 67(3), 50



Li & Goldsmith 2012, *ApJ*, 756, 12