

超新星残骸における 宇宙線加速と星間物質

佐野 栄俊 (岐阜大学)

日本物理学会 第78回年次大会(2023年) シンポジウム
「宇宙線で繋ぐ文明・地球環境・太陽系・銀河」
2023年9月17日(日) 15:55-16:20 @東北大学

宇宙の主要構成要素として、星間空間に本質的な影響を与える



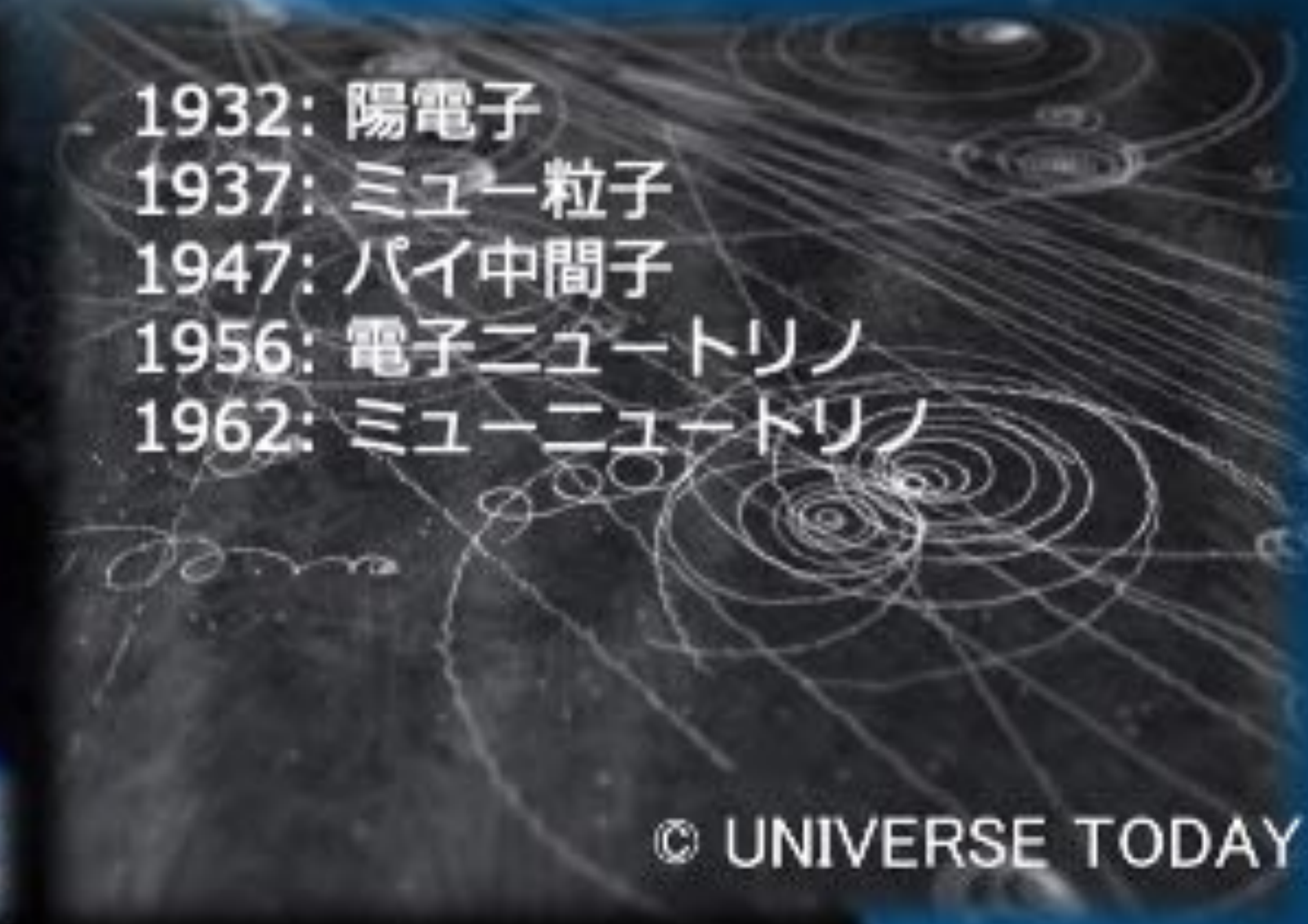
宇宙の構成要素	エネルギー密度
宇宙マイクロ波背景放射	0.27 eV cm ⁻³
星明かり ($E < 13.6$ eV)	0.54 eV cm ⁻³
磁場	0.89 eV cm ⁻³
乱流	0.22 eV cm ⁻³
ダスト放射	0.31 eV cm ⁻³
宇宙線	1.39 eV cm⁻³

Drain (2011)

銀河の物質循環にも本質的に影響

紫外線 → 星間微粒子によって分子雲表面で吸収・散乱され浸透できない

宇宙線 → 分子雲内部へ容易に浸透できる



宇宙の主要構成要素として、星間空間に本質的な影響を与える



宇宙の構成要素	エネルギー密度
宇宙マイクロ波背景放射	0.27 eV cm ⁻³
星明かり ($E < 13.6$ eV)	0.54 eV cm ⁻³
磁場	0.89 eV cm ⁻³
	V cm ⁻³
	V cm ⁻³
	V cm ⁻³

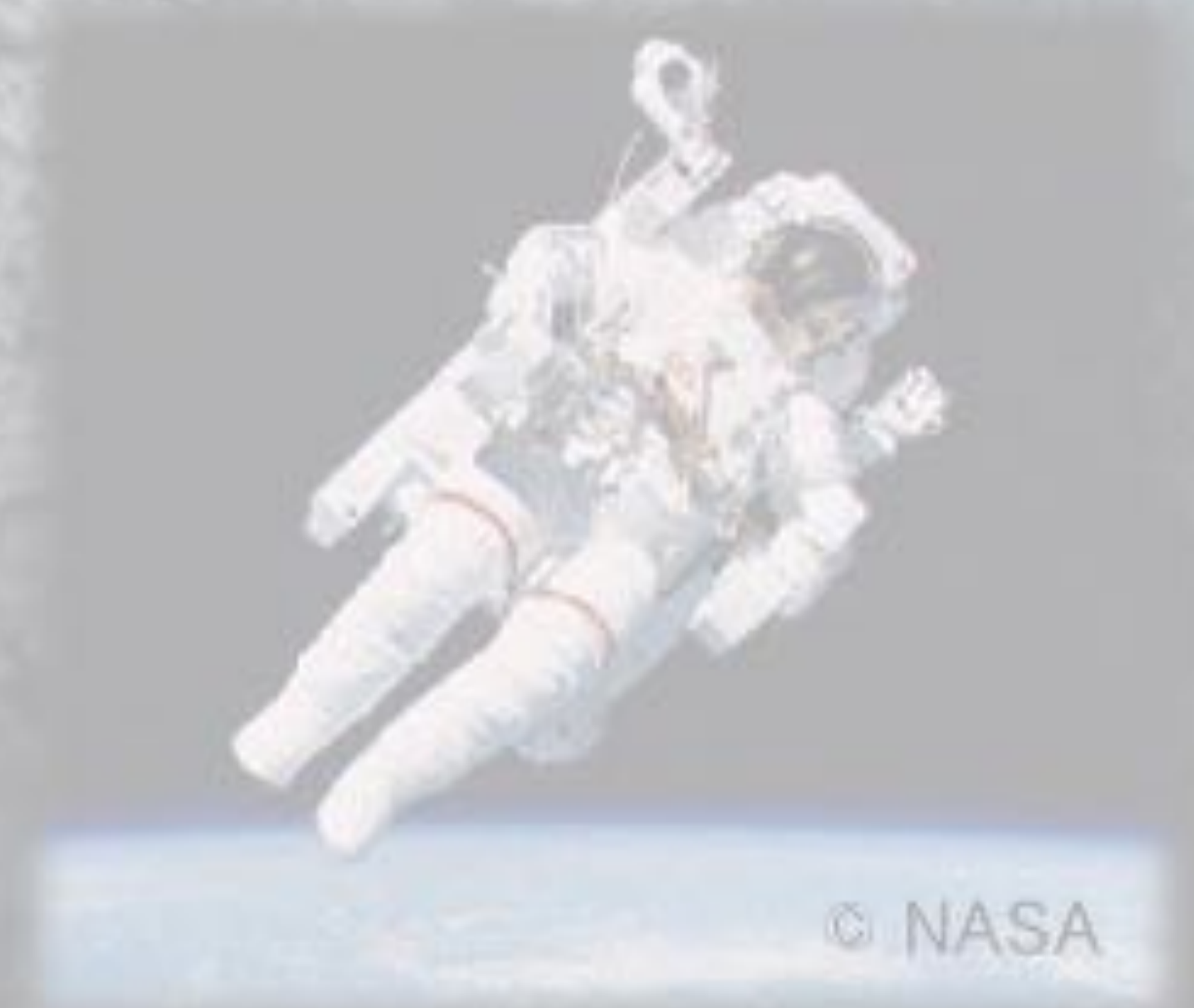
宇宙線の発見（1912年）から100年経った今も、その加速源は明らかにになっていなかった

Drain (2011)

銀河の物質循環にも本質的に影響

紫外線 → 星間微粒子によって分子雲表面で吸収・散乱され浸透できない

宇宙線 → 分子雲内部へ容易に浸透できる



1932: 陽電子
1937: ミュー粒子
1947: パイ中間子
1956: 電子ニュートリノ
1962: ミューニュートリノ

© UNIVERSE TODAY

$$dN(E) \propto E^{-p} dE$$

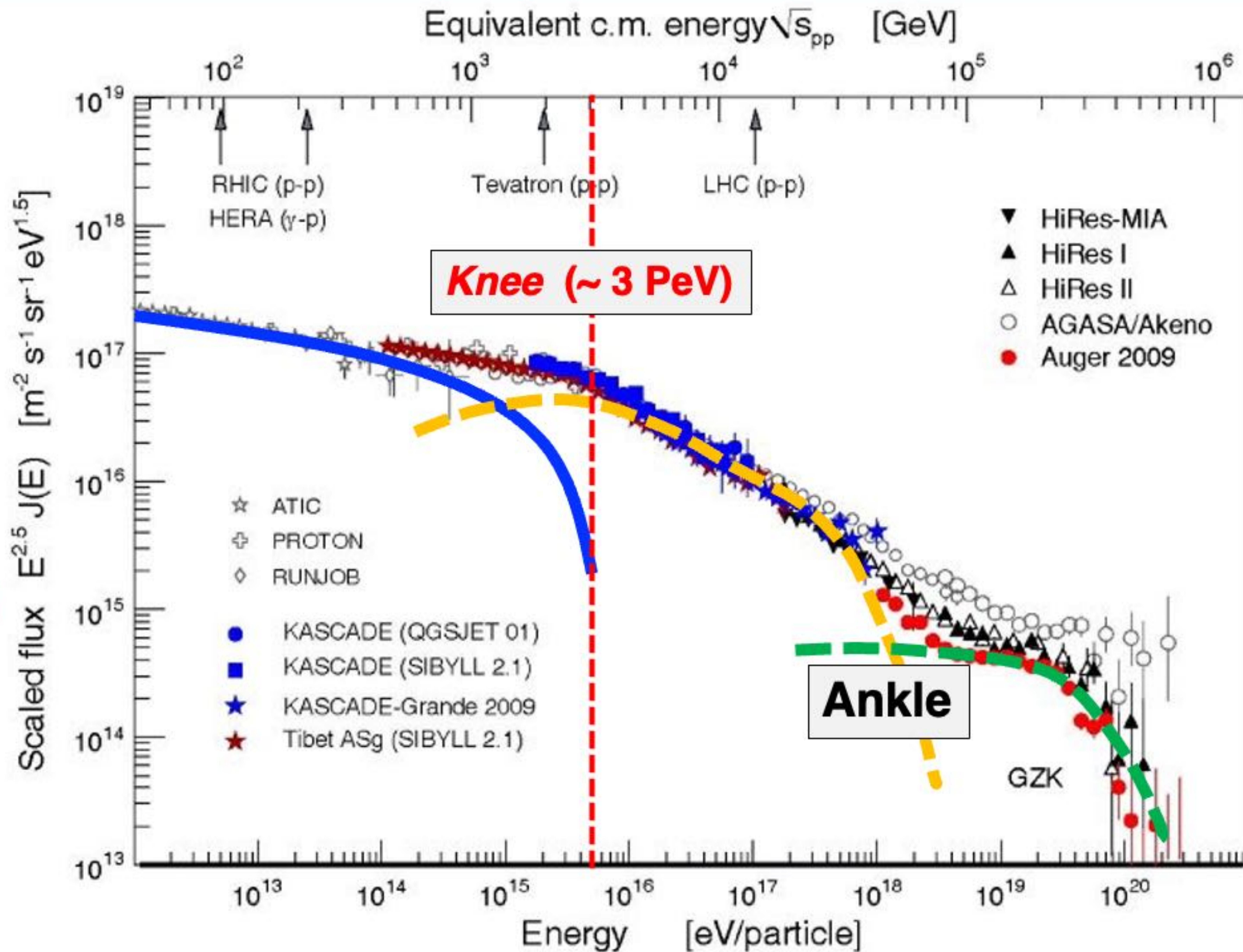
N : number of particles with kinetic energy E
 p : spectral index

$$dN(E)/dE \propto E^{-2.7} \text{ (Knee 以下)}$$

→ 銀河系内の超新星残骸
 衝撃波における粒子加速

$$dN(E)/dE \propto E^{-3.0} \text{ (Ankle 以上)}$$

→ 銀河系外の天体起源
 (AGN, スターバースト銀河,
 GRB など)



超新星残骸における衝撃波統計加速 (Diffusive Shock Acceleration; DSA) 5



宇宙線の冪型スペクトルを再現可能

$$\frac{dN}{dE} \propto E^{-\frac{3v_2}{v_1-v_2}-1} = E^{-\alpha}$$

Strong shock $\rightarrow \alpha = 2.0$
 地球近傍での観測結果 $\rightarrow \alpha = 2.7$
 (energy 高い方から拡散するので無矛盾)

陽子を ~100 TeV まで容易に加速可能

$$E_{\max} \sim 100 \times \eta^{-1} Z_e \left(\frac{v_s}{5000 \text{ km s}^{-1}} \right) \left(\frac{B}{10 \mu\text{G}} \right) \left(\frac{R}{10 \text{ pc}} \right) \text{TeV.}$$

- E_{\max} : 被加速宇宙線の最大エネルギー
- η : ジャイロファクター
- v_s : 超新星残骸の衝撃波速度
- B : 磁場強度
- R : 超新星残骸の半径

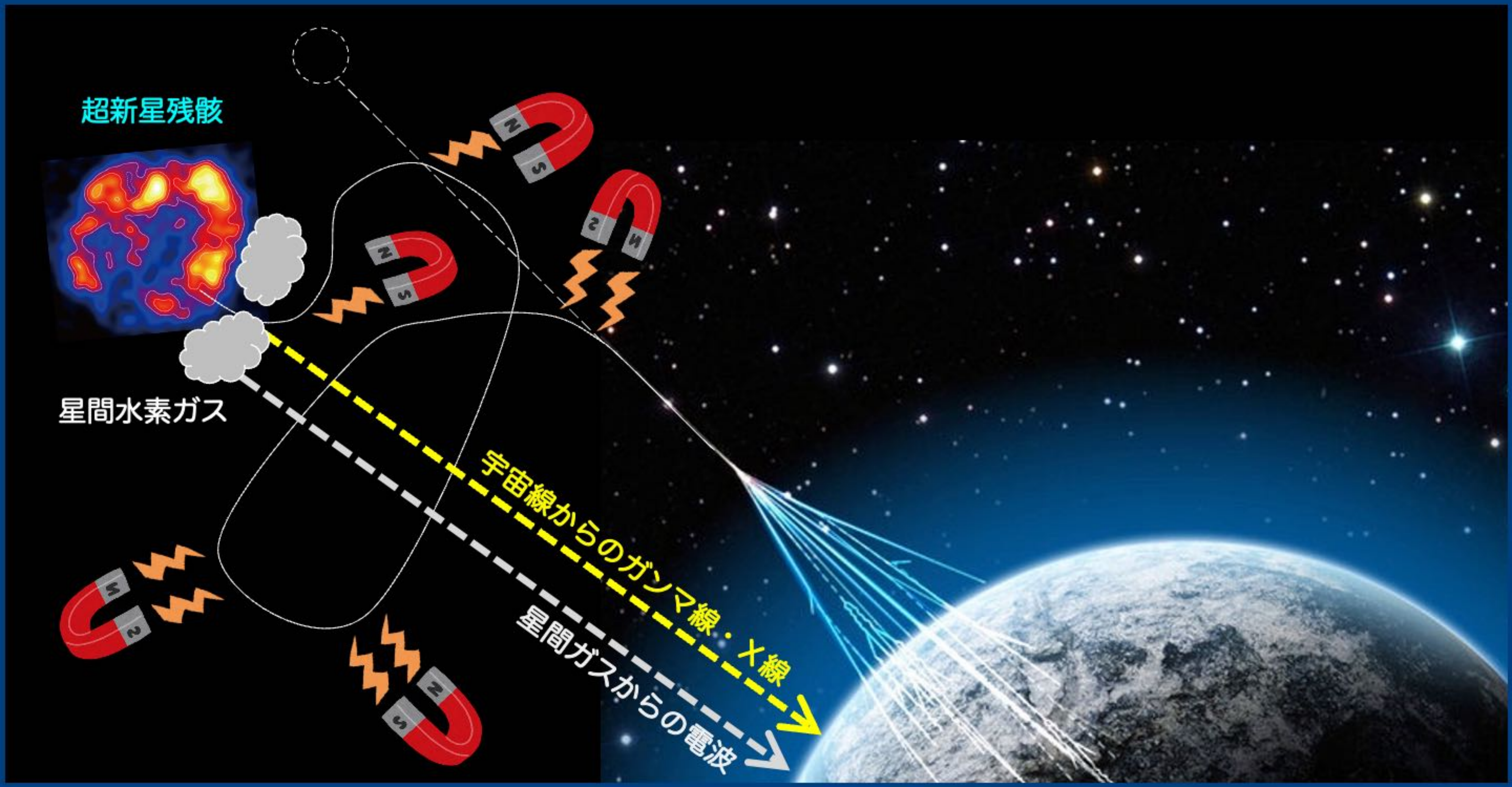
銀河系内のエネルギー収支を説明可能

$$P_{\text{SNR}} = \frac{E_{\text{SN}}}{f_{\text{SN}}} \sim 10^{42} \text{ erg s}^{-1}$$

$$L_{\text{CR}} = \frac{V \epsilon_{\text{CR}}}{\tau_{\text{esc}}} \sim 10^{41} \text{ erg s}^{-1}$$

- P_{SNR} : 超新星爆発の解放エネルギー
- E_{SN} : 典型的な超新星爆発のエネルギー ($\sim 10^{51}$ erg)
- f_{SN} : 超新星爆発の頻度 (~ 30 年に1回)
- L_{CR} : 宇宙線の供給率
- V : 銀河円盤の体積
- ϵ_{CR} : 宇宙線エネルギー密度 ($= 1.39 \text{ eV cm}^{-3}$)
- τ_{esc} : 銀河系から逃走する時間 ($\sim 3 \times 10^6$ yr)

爆発エネルギーの~10%が宇宙線加速に供給



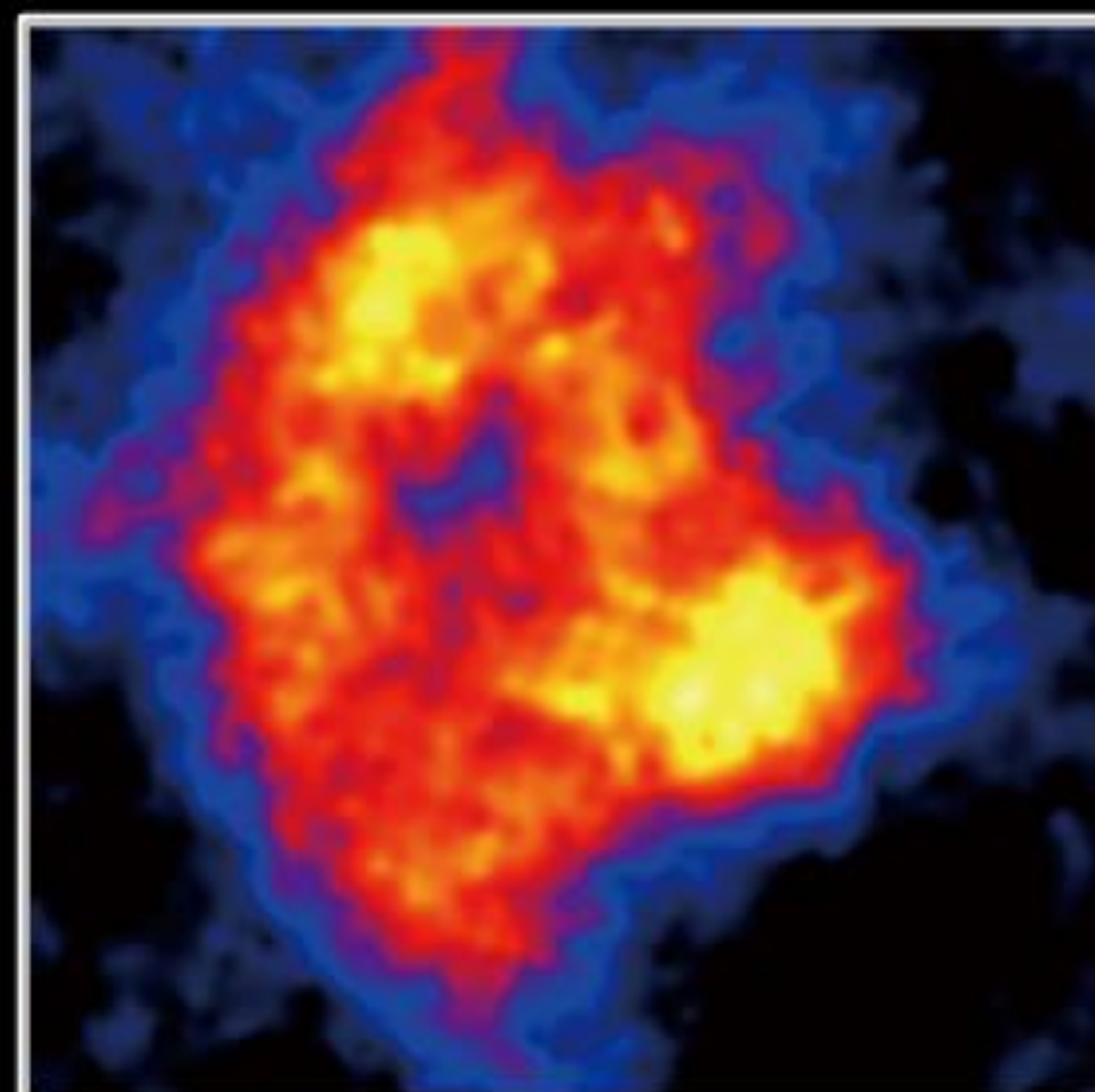
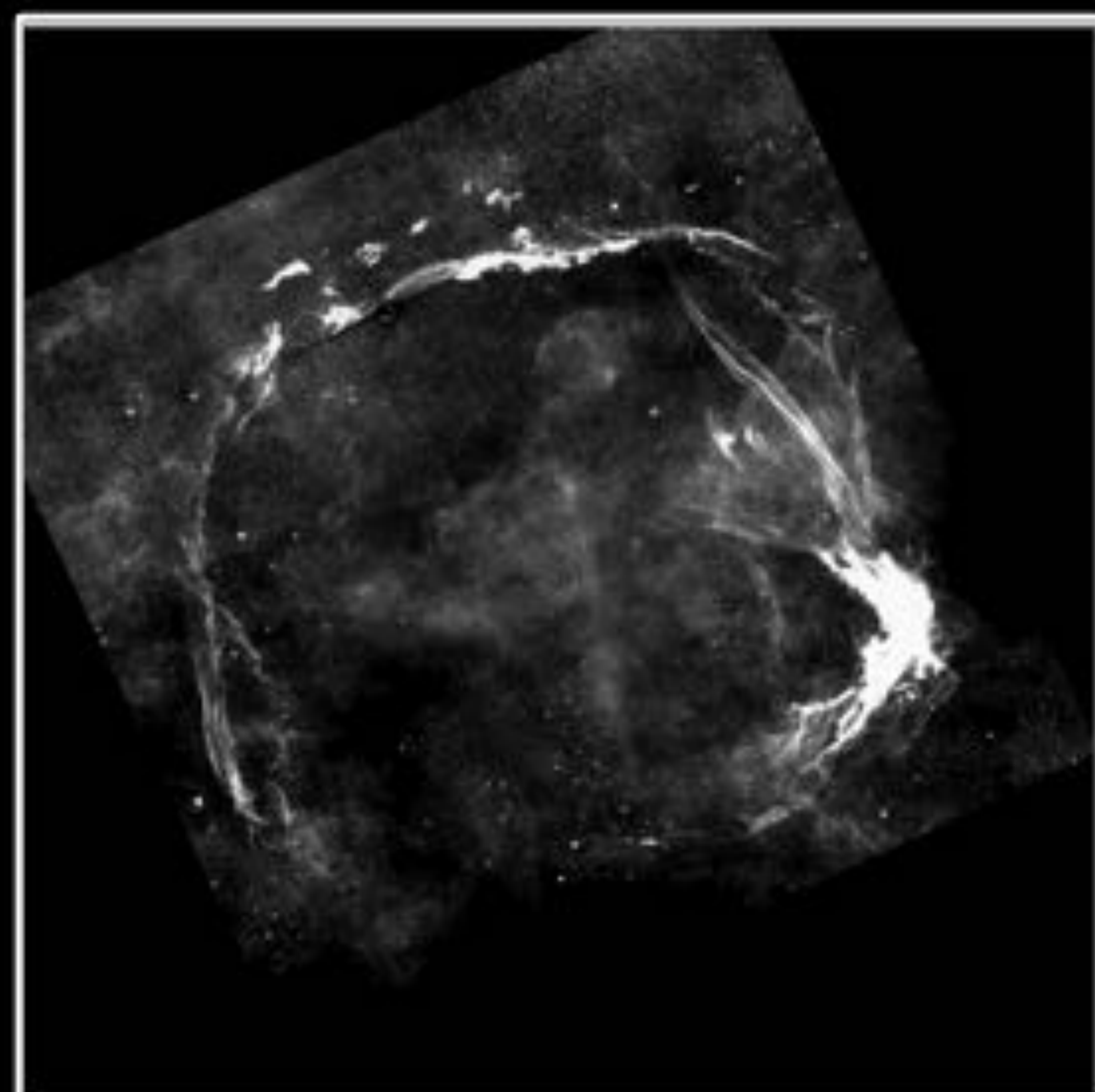
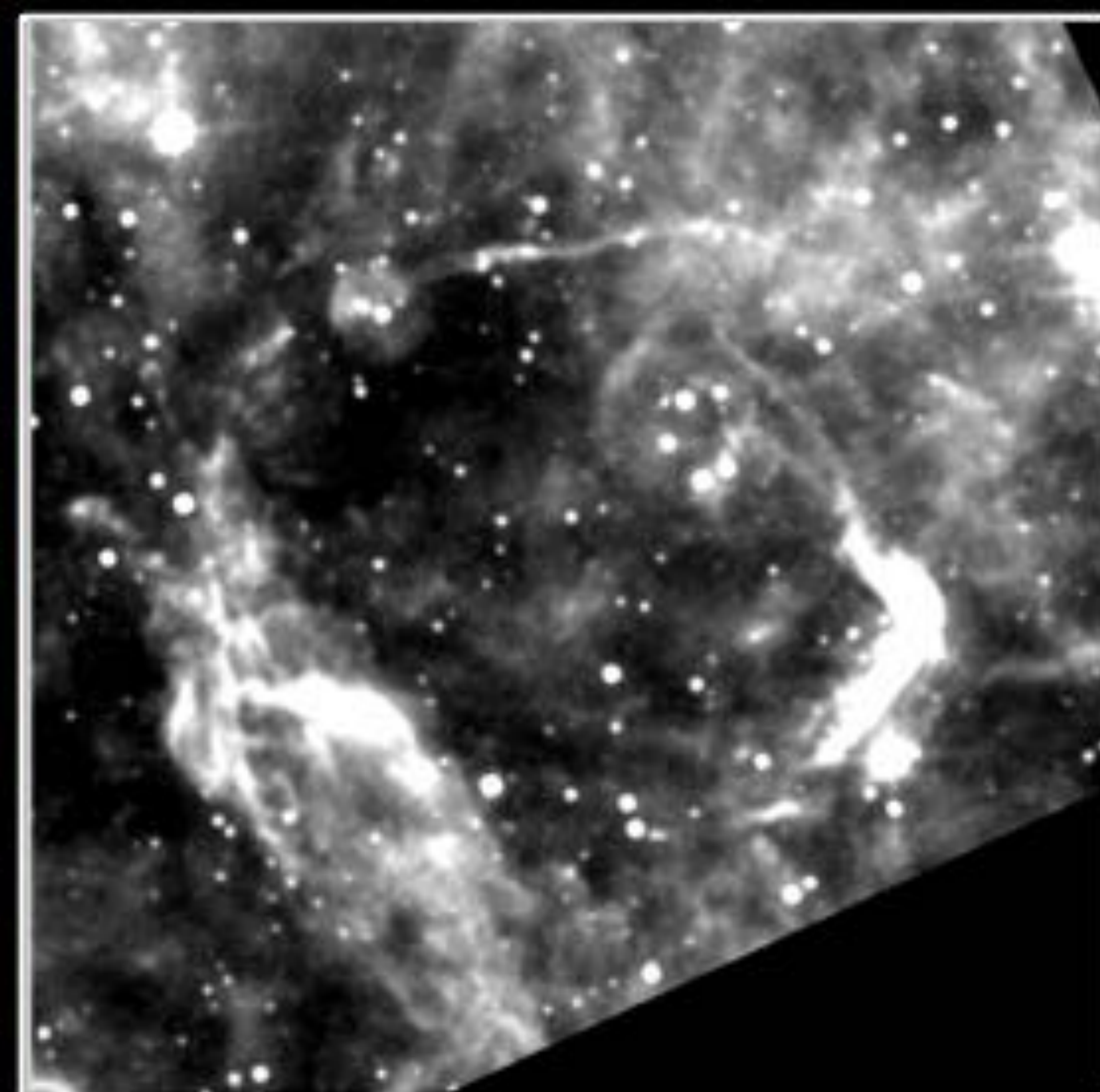
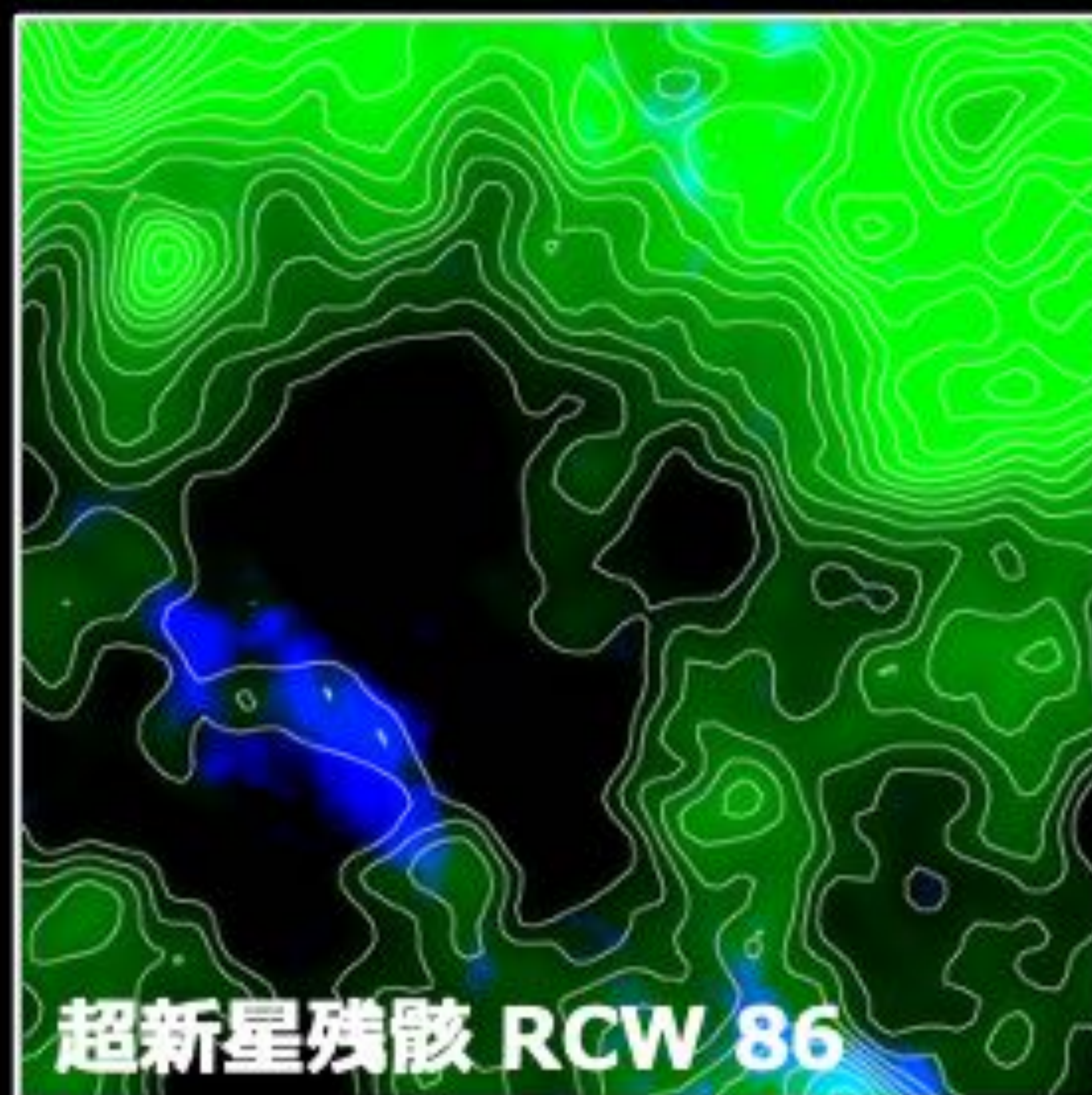
電波 (21 cm + 3 mm)

赤外線 (22 μm)

可視光 (656.28 nm)

エックス線 (1 nm)

ガンマ線 (1 am)



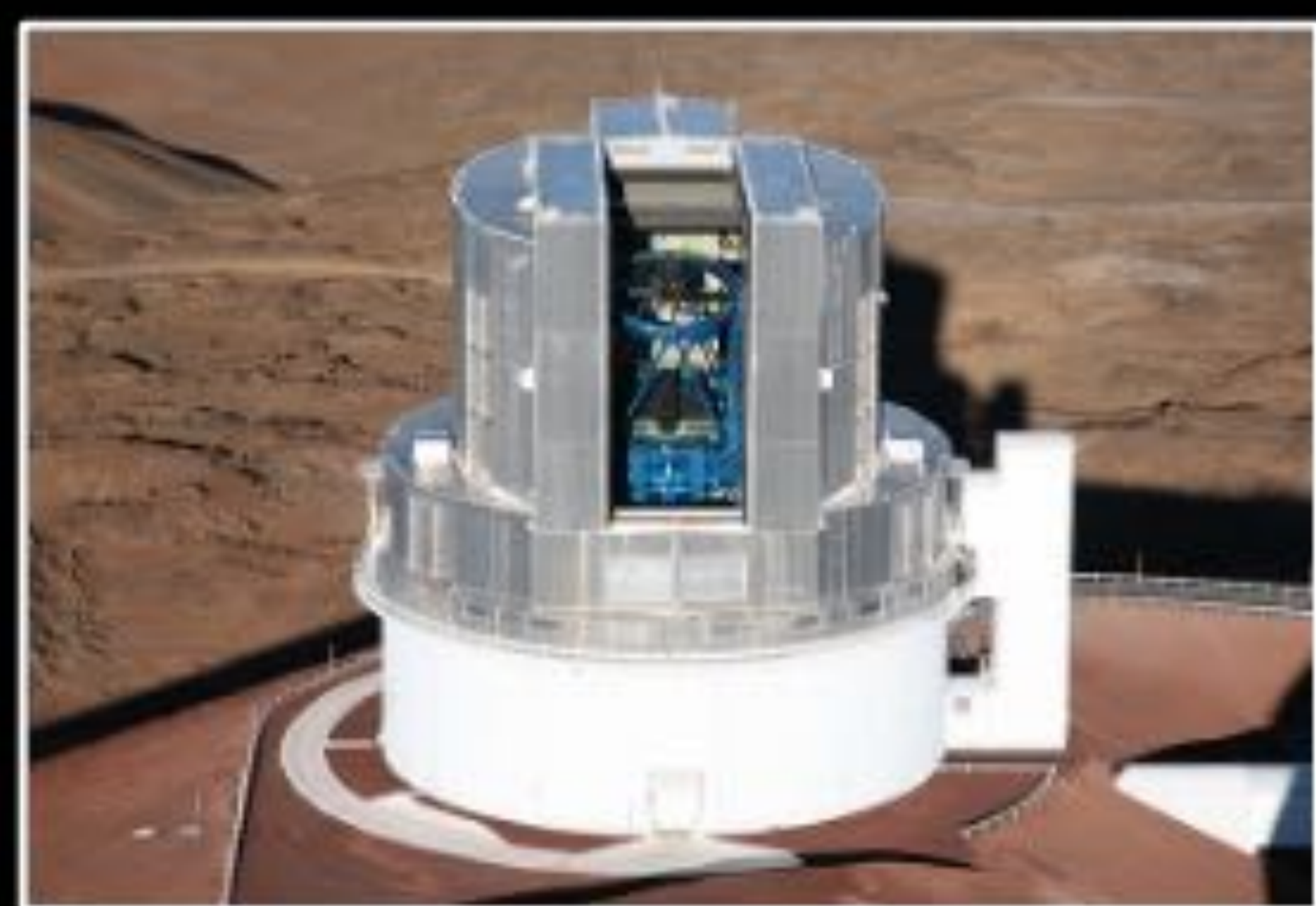
水素分子ガス
水素原子ガス
→ 太陽の材料

ガスに埋もれた星
宇宙塵 (固体微粒子)
→ 地球の材料

星
1万度のプラズマ

1000万度のプラズマ
宇宙線電子
重元素 → 生命のもと

放射性同位体元素
宇宙線陽子・電子



電波天文学

赤外線天文学

光・赤外天文学

エックス線天文学

ガンマ線天文学

連携

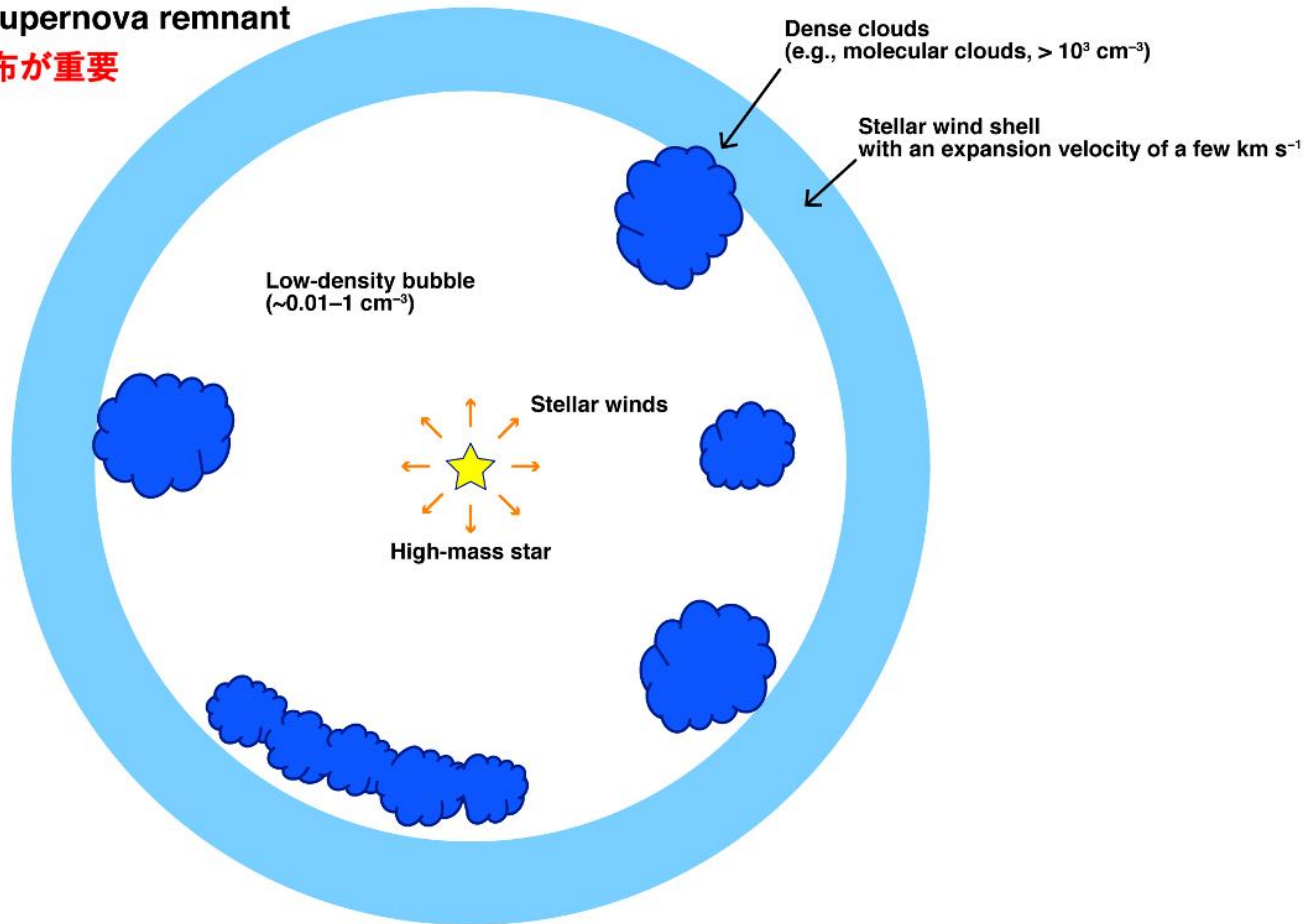
連携

連携

私たちが新たに取り組んだ分野横断研究

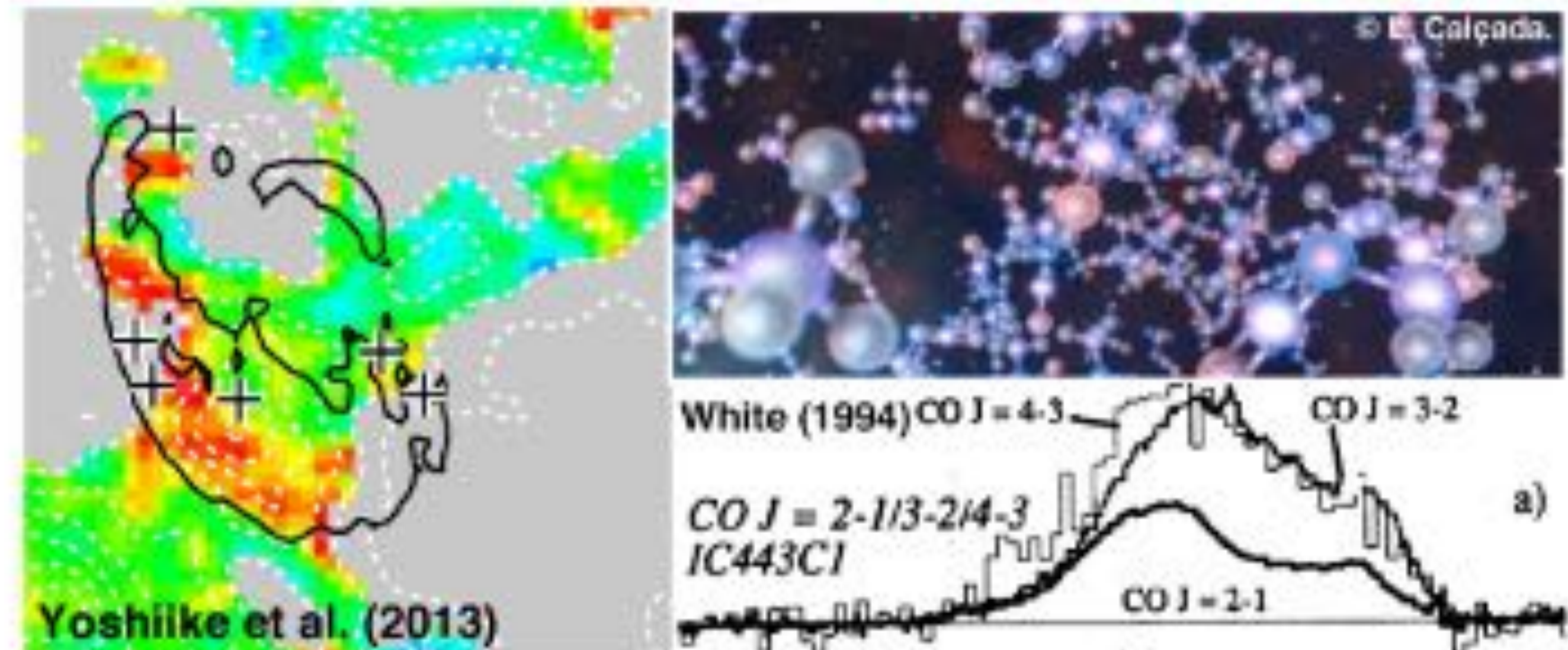
Physical processes in a supernova remnant

星間ガスの非一様(粒状)分布が重要

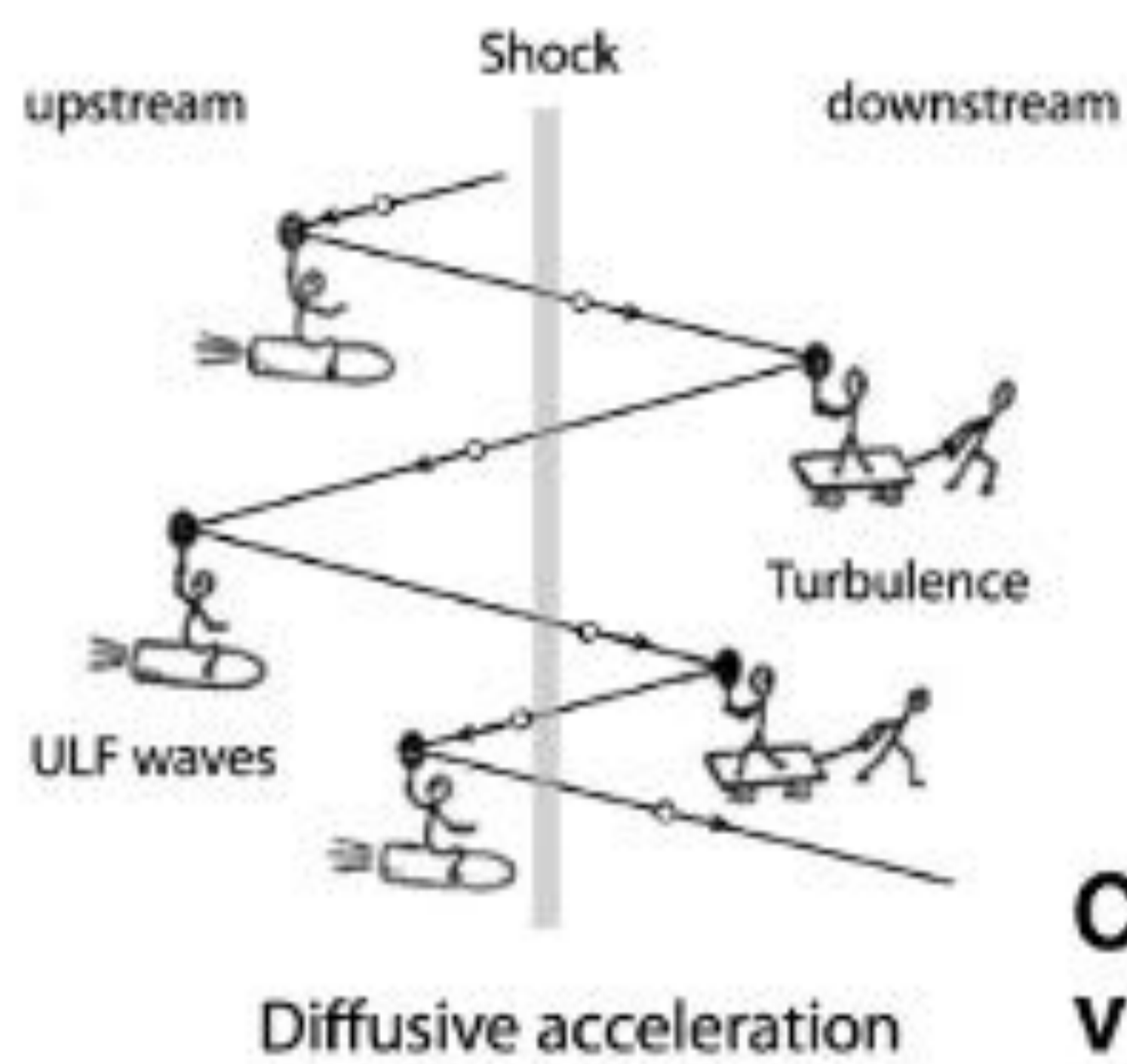


Physical processes in a supernova remnant

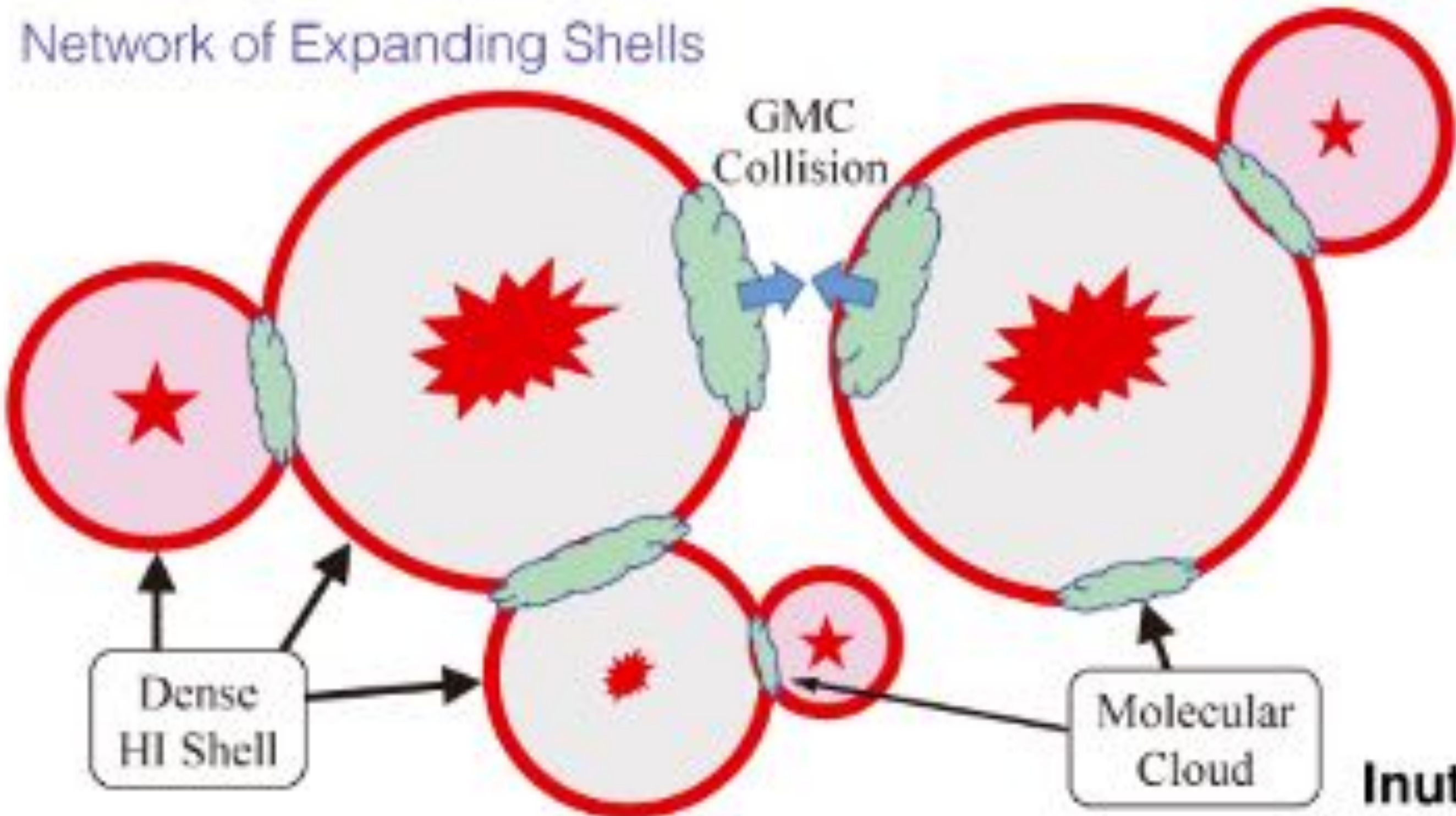
星間ガスの非一様(粒状)分布が重要



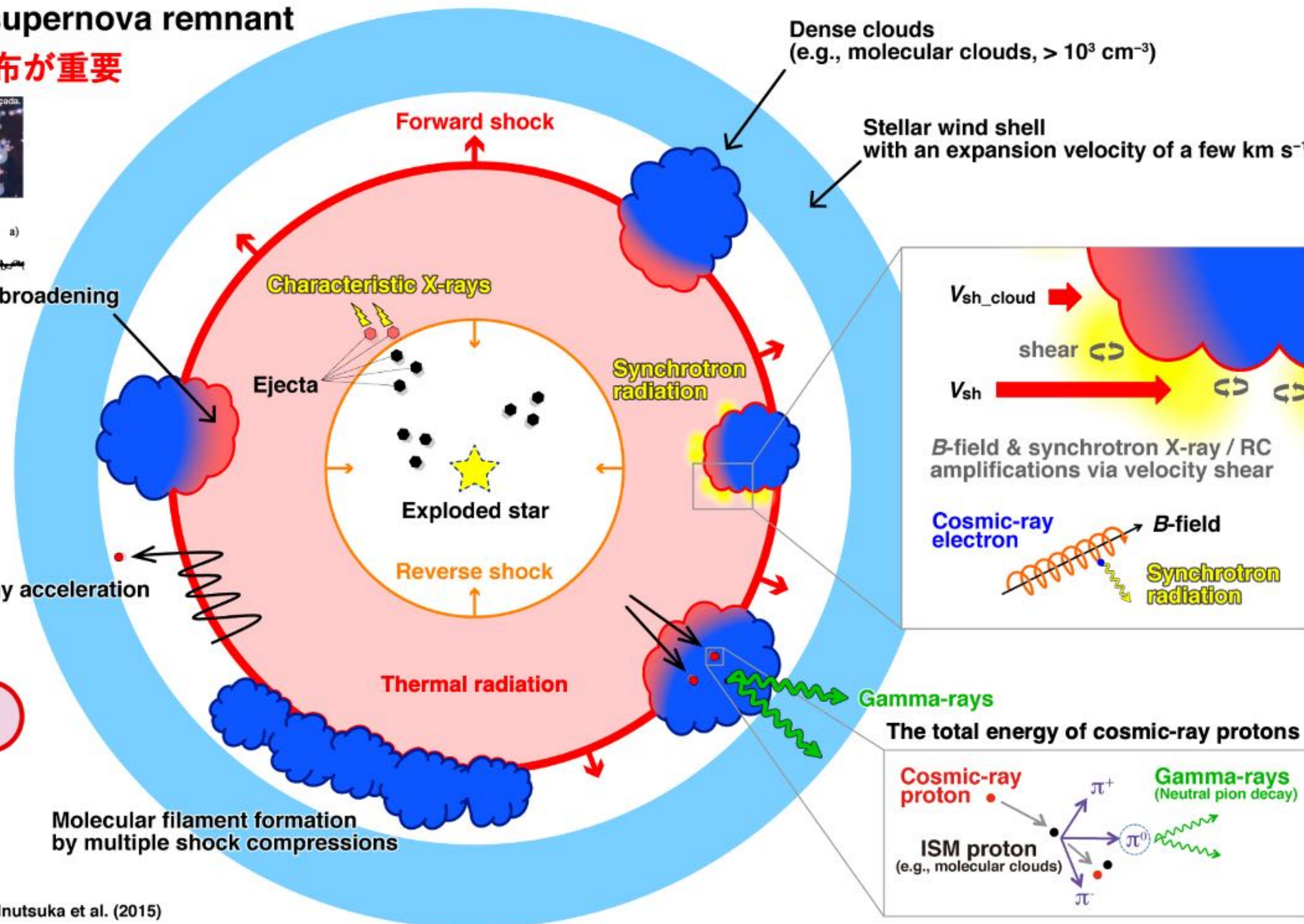
Partially heating of gas/dust with line broadening
+ chemical evolution of the ISM
+ thermal plasma production



Cosmic-ray acceleration via DSA

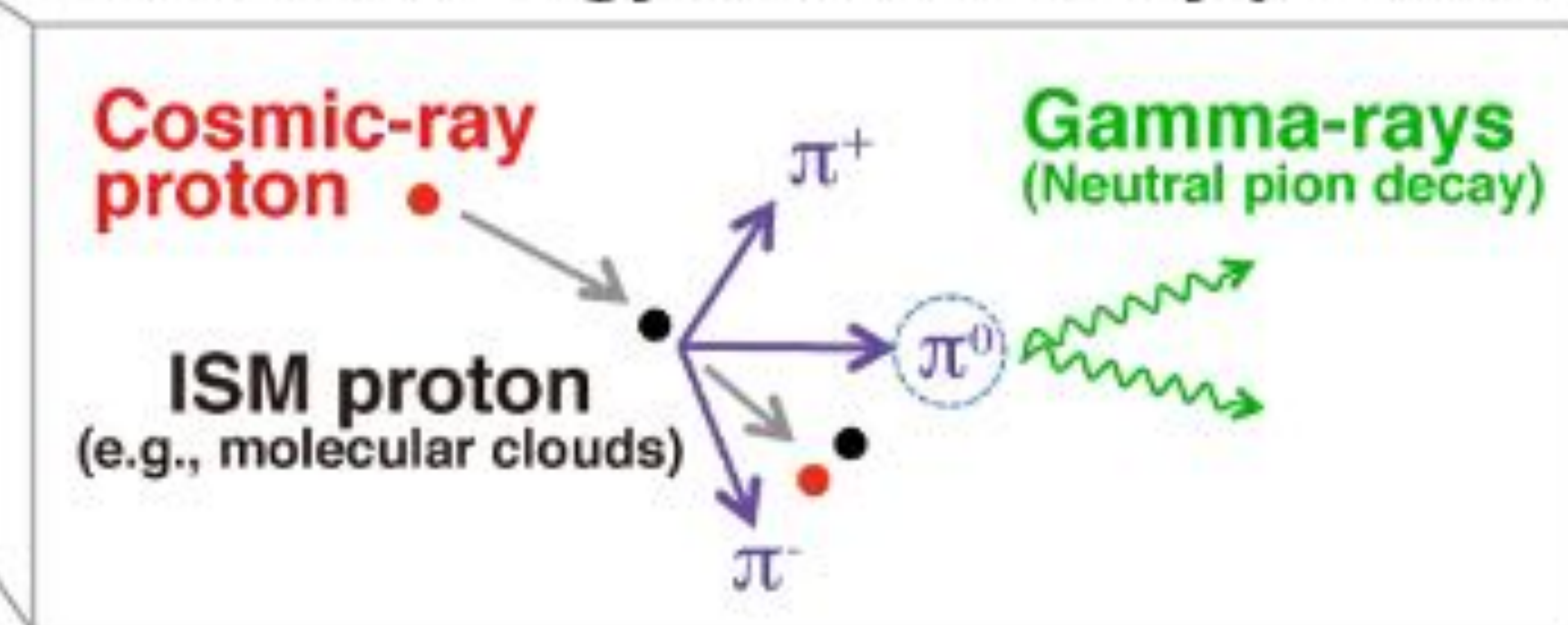


Inutsuka et al. (2015)



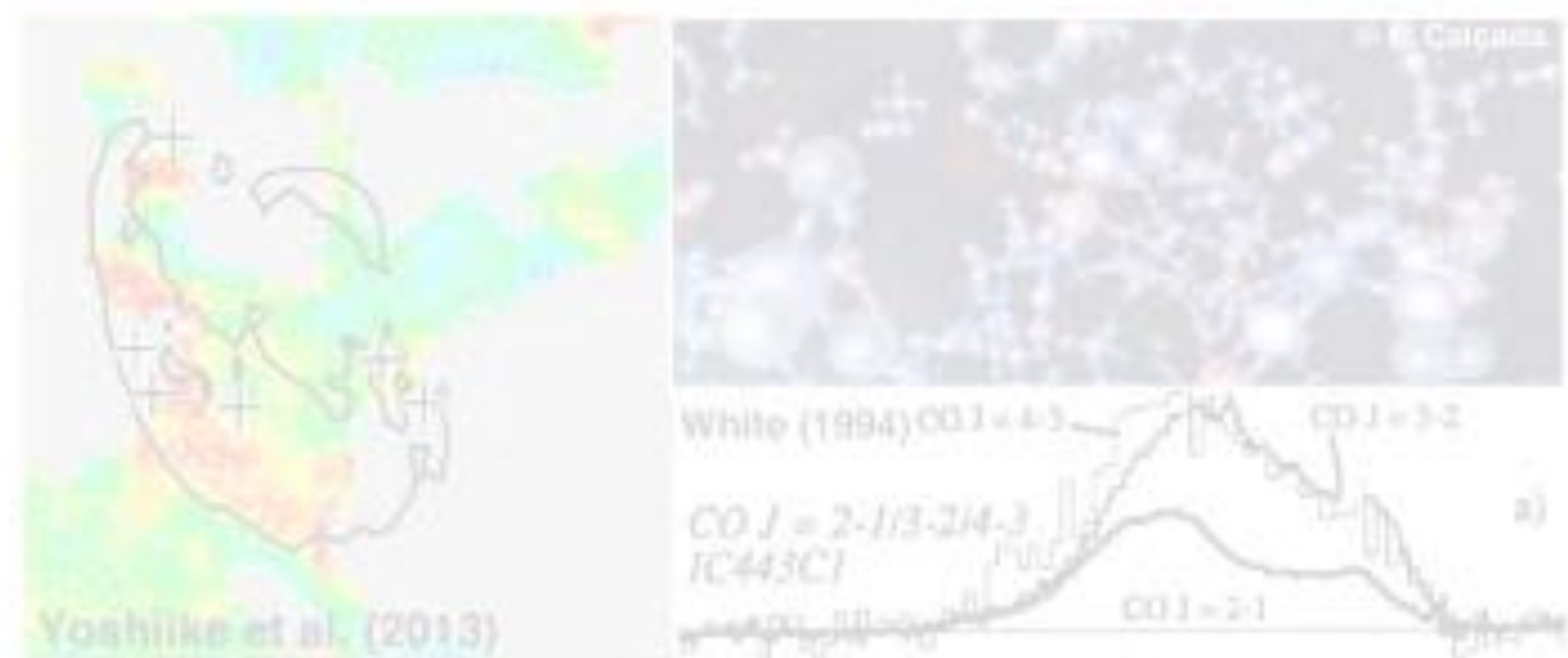
Molecular filament formation by multiple shock compressions

The total energy of cosmic-ray protons

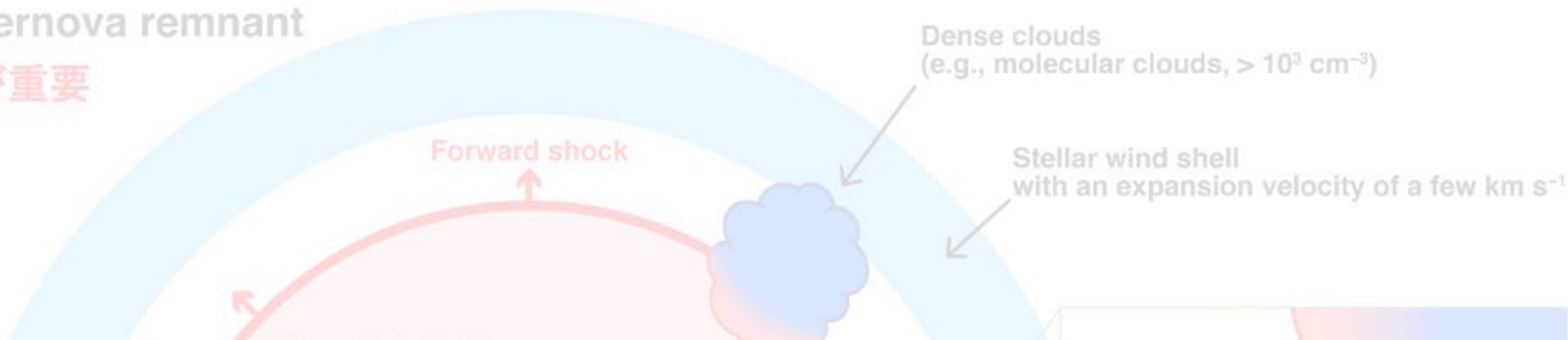


Physical processes in a supernova remnant

星間ガスの非一様(粒状)分布が重要



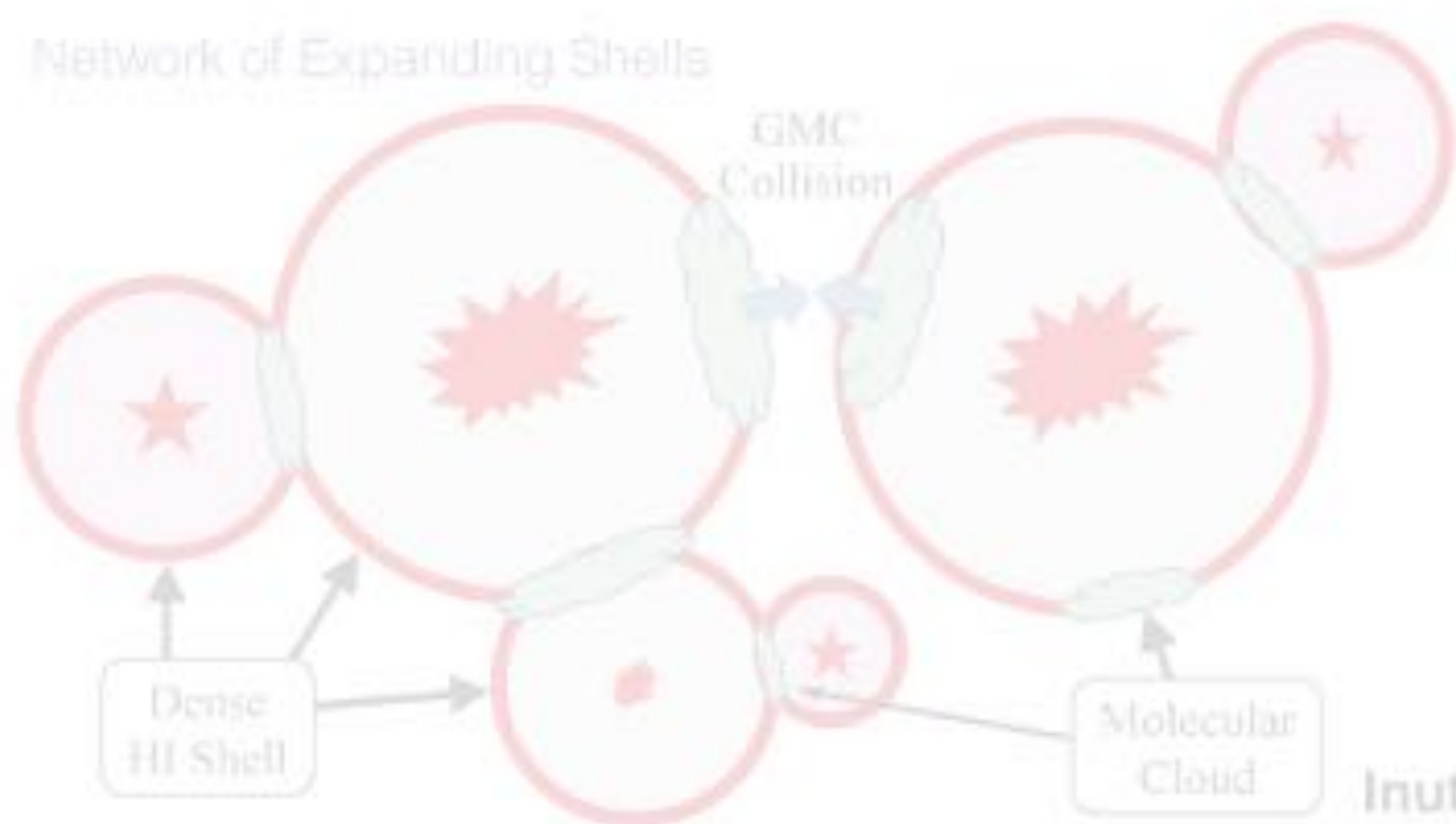
Partially
+ chem
+ ther



超新星残骸に付随する星間ガスを特定することで
星形成や星間化学から、高エネルギー物理に至る
多様な「星間現象」をより良く理解する

Diffusive acceleration via DSA

Network of Expanding Shells



Inutsuka et al. (2015)

Molecular filament formation
by multiple shock compressions



The total energy of cosmic-ray protons

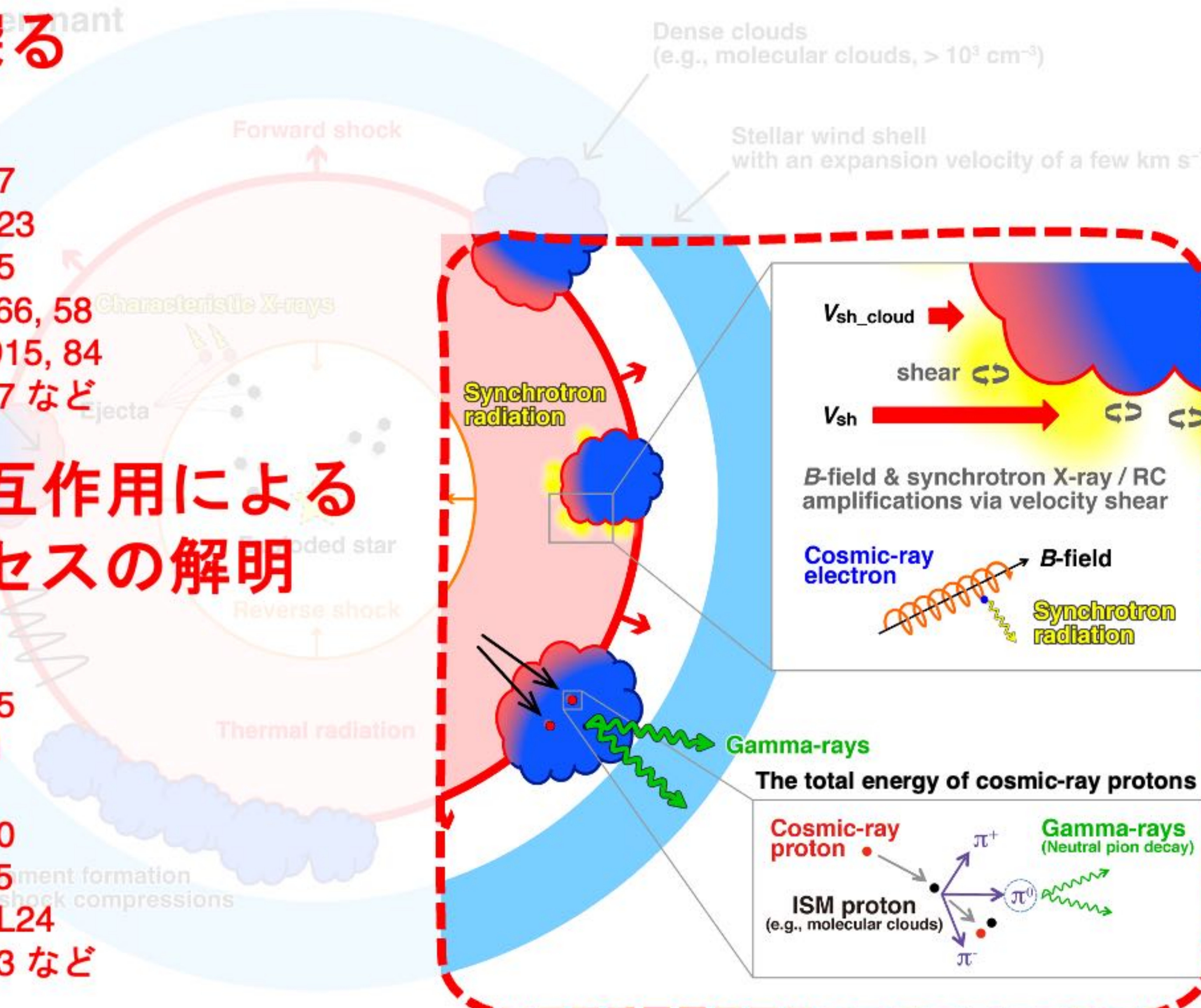


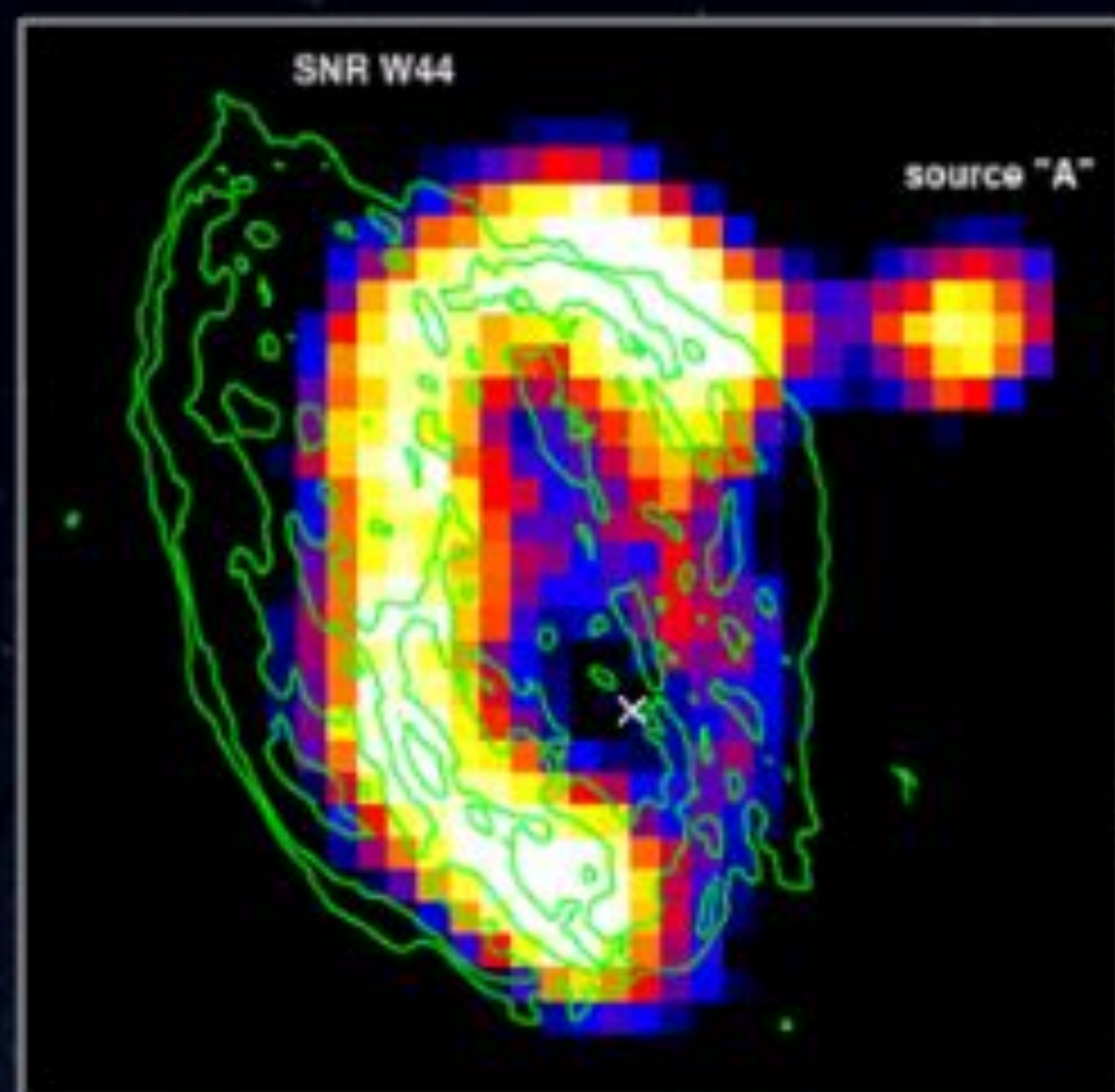
① 宇宙線の起源を探る

- Fukui, Sano et al. (2012), ApJ
- Fukui, Sano et al. (2017), ApJ
- Sano et al. (2019a), ApJ, 876, 37
- Sano et al. (2021a), ApJ, 919, 123
- Sano et al. (2021b), ApJ, 923, 15
- Sano & Fukui (2021), Ap&SS, 366, 58
- Fukui, Sano et al. (2021), ApJ, 915, 84
- Sano et al. (2022), ApJ, 933, 157 など

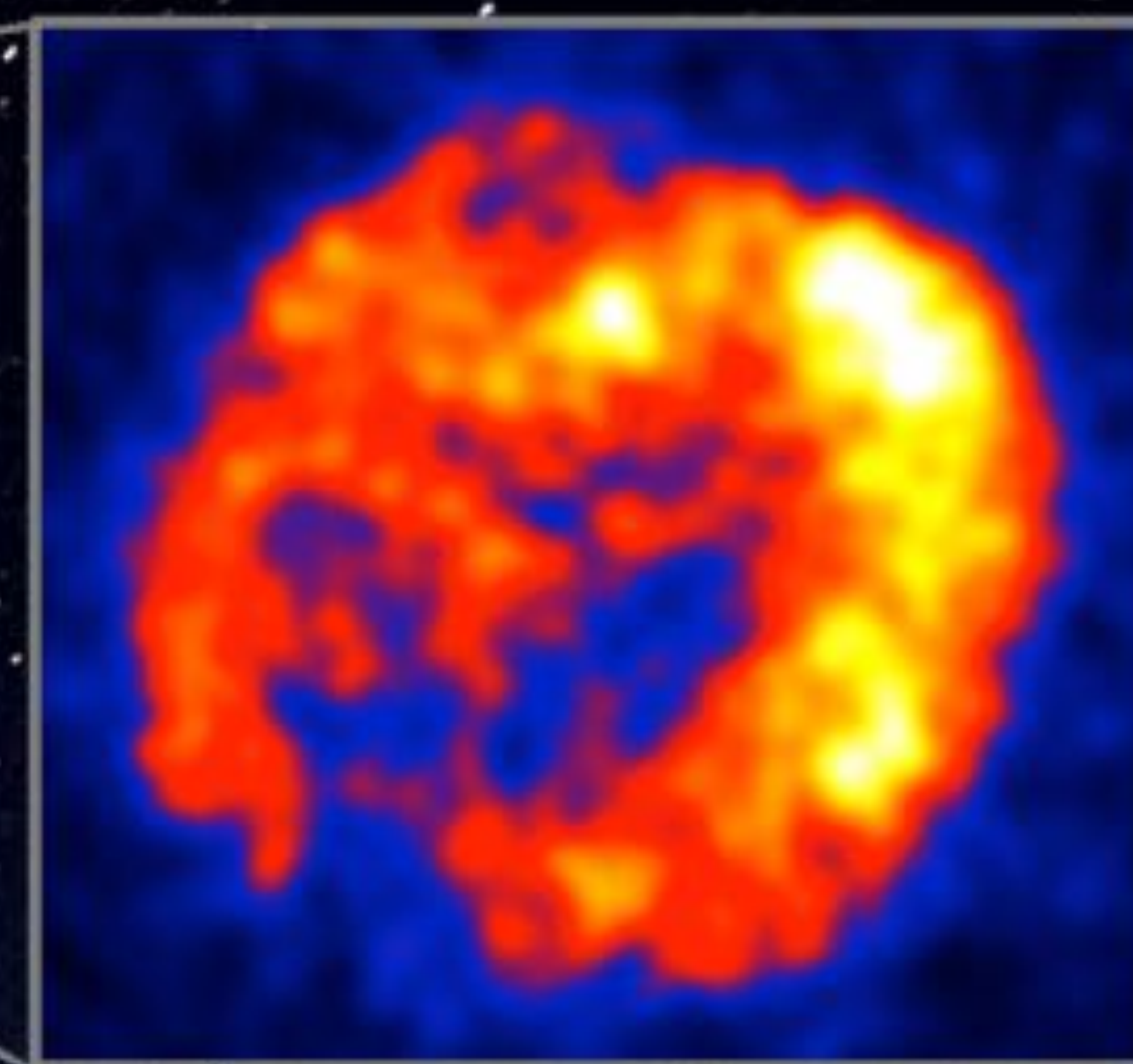
② 衝撃波-星間雲相互作用による 熱的/非熱的プロセスの解明

- Sano et al. (2010), ApJ, 724, 59
- Sano et al. (2013), ApJ, 778, 59
- Sano et al. (2015), ApJ, 799, 175
- Sano et al. (2017), JHEAp, 15, 1
- Sano et al. (2018), ApJ, 867, 7
- Sano et al. (2019b), ApJ, 873, 40
- Sano et al. (2019c), ApJ, 881, 85
- Sano et al. (2020a), ApJL, 904, L24
- Sano et al. (2020b), ApJ, 902, 53 など

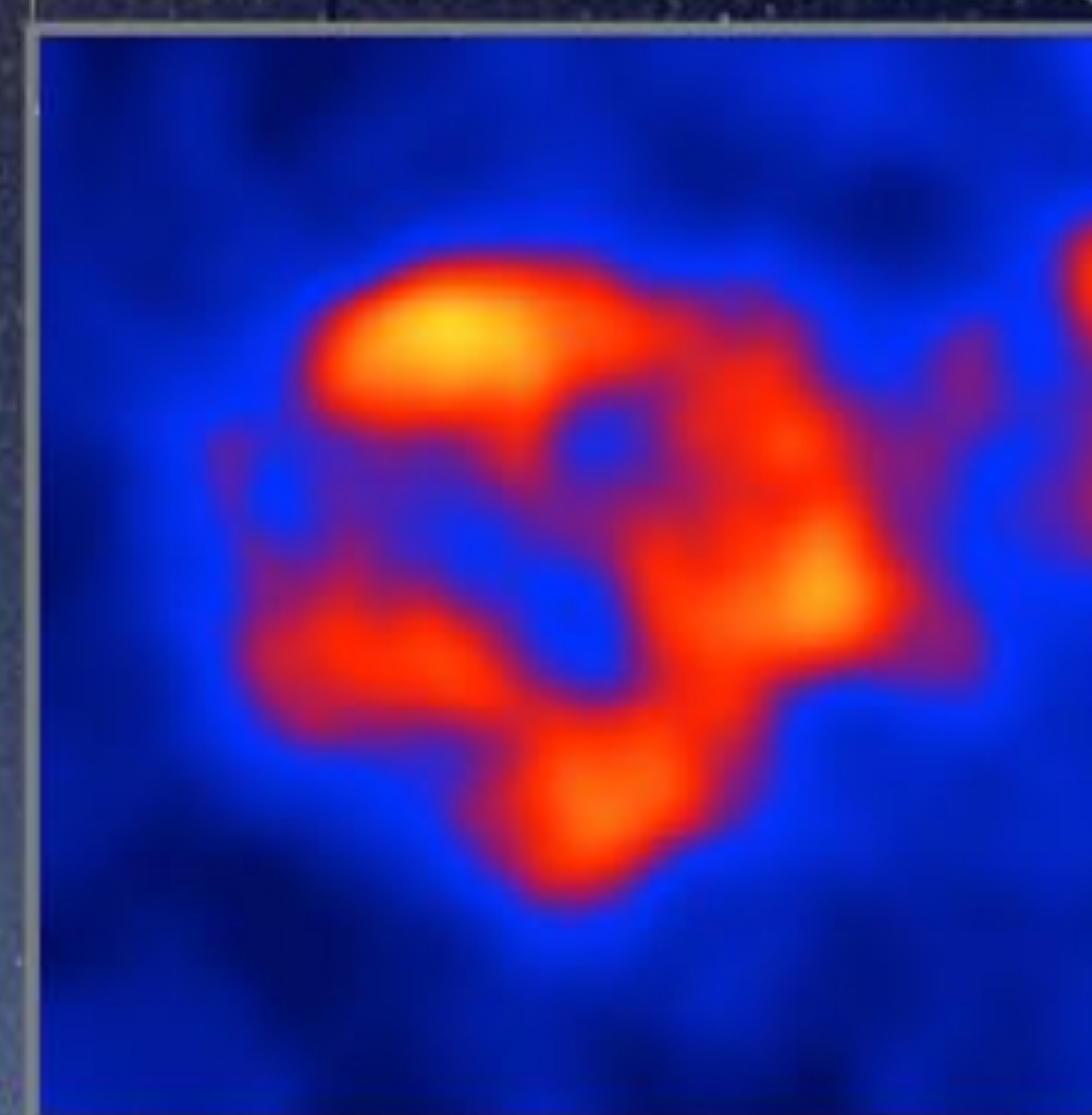




**GeV gamma-ray
from SNR W44**

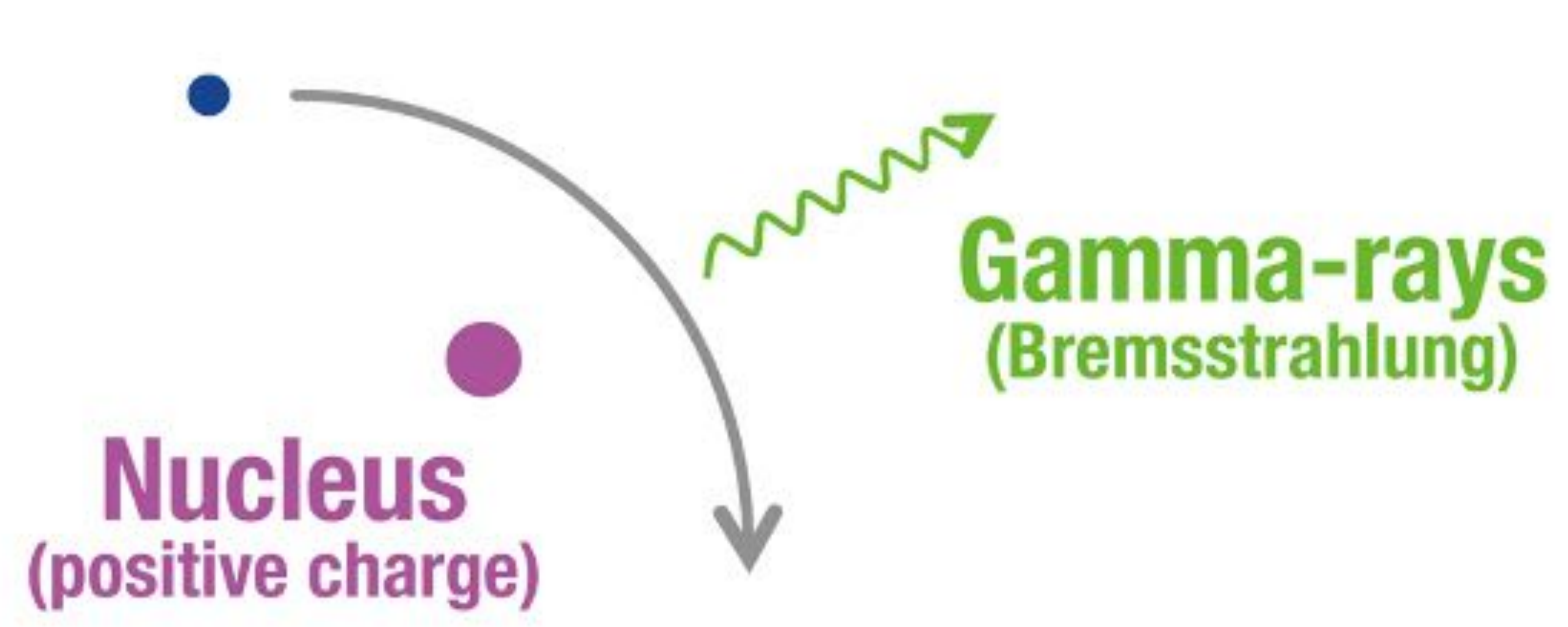
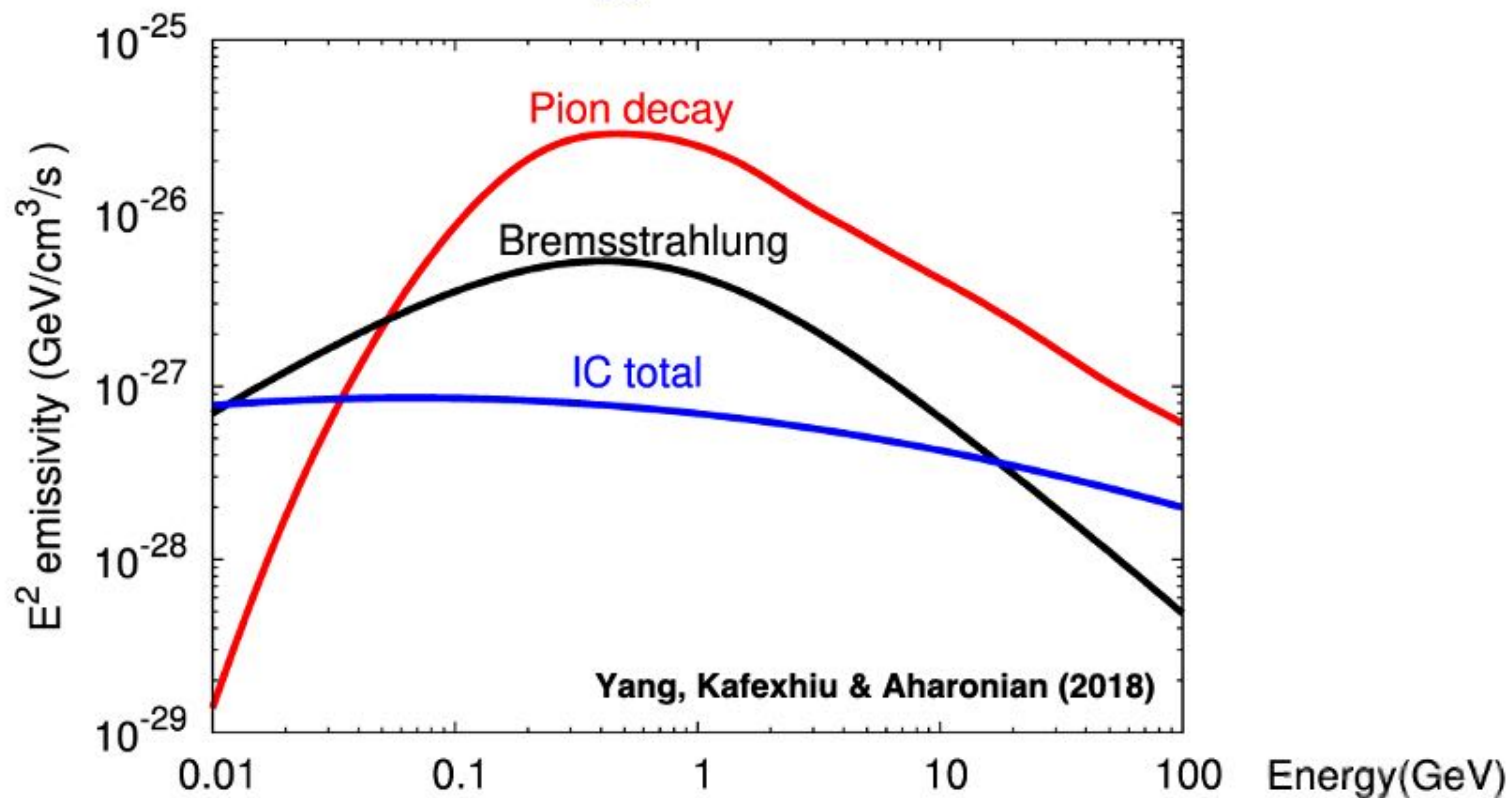
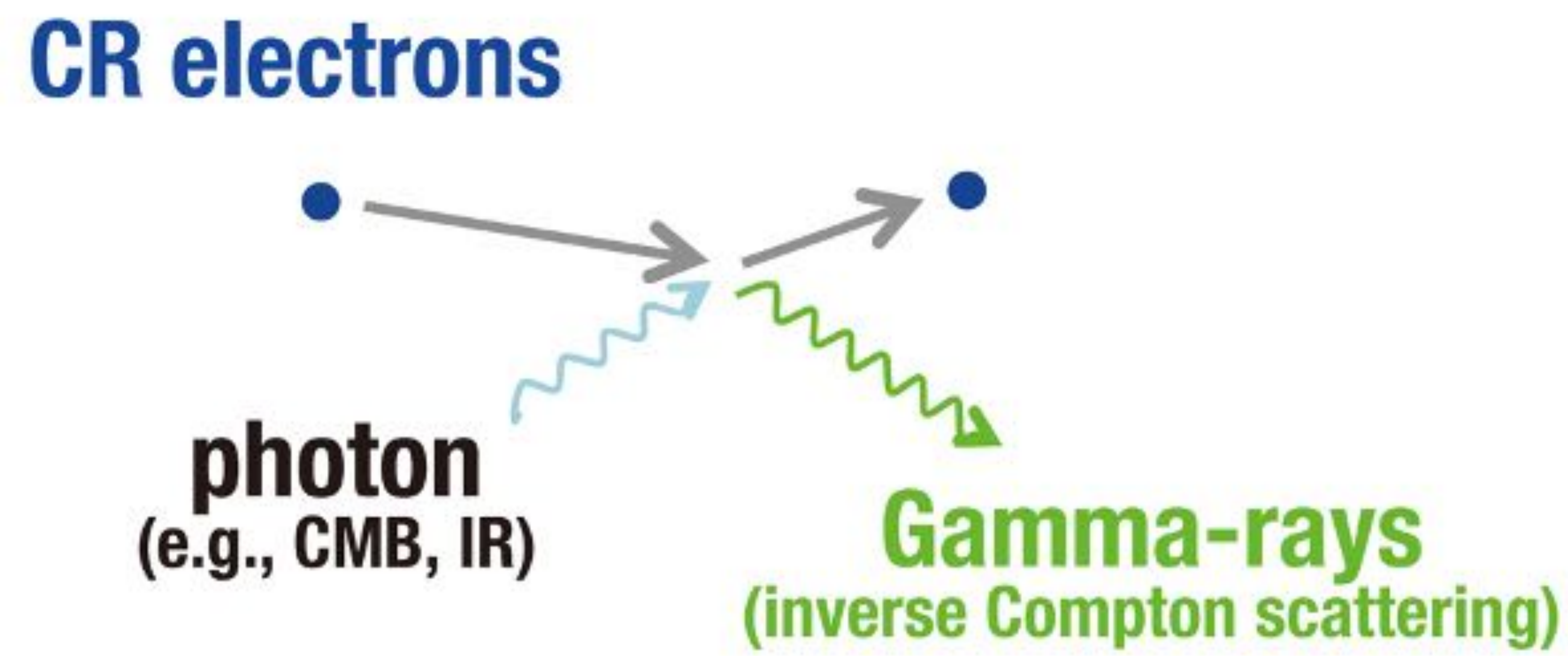
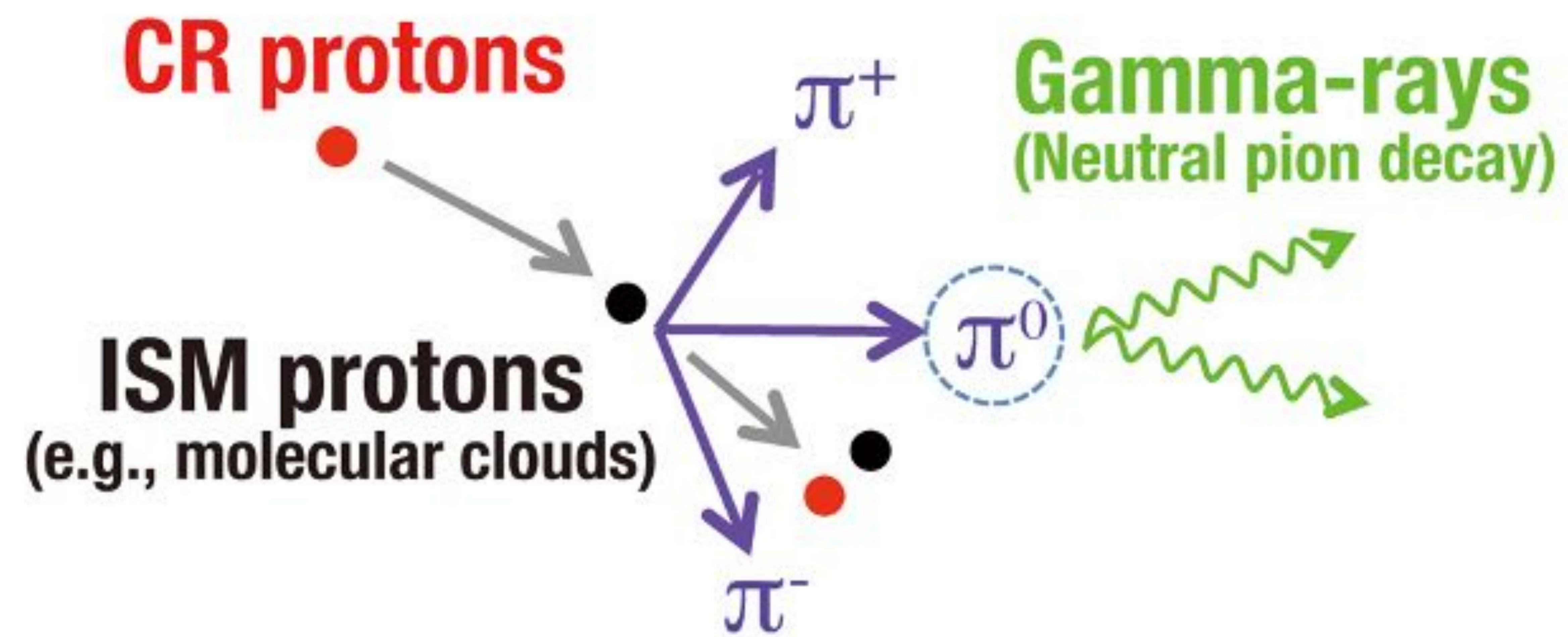


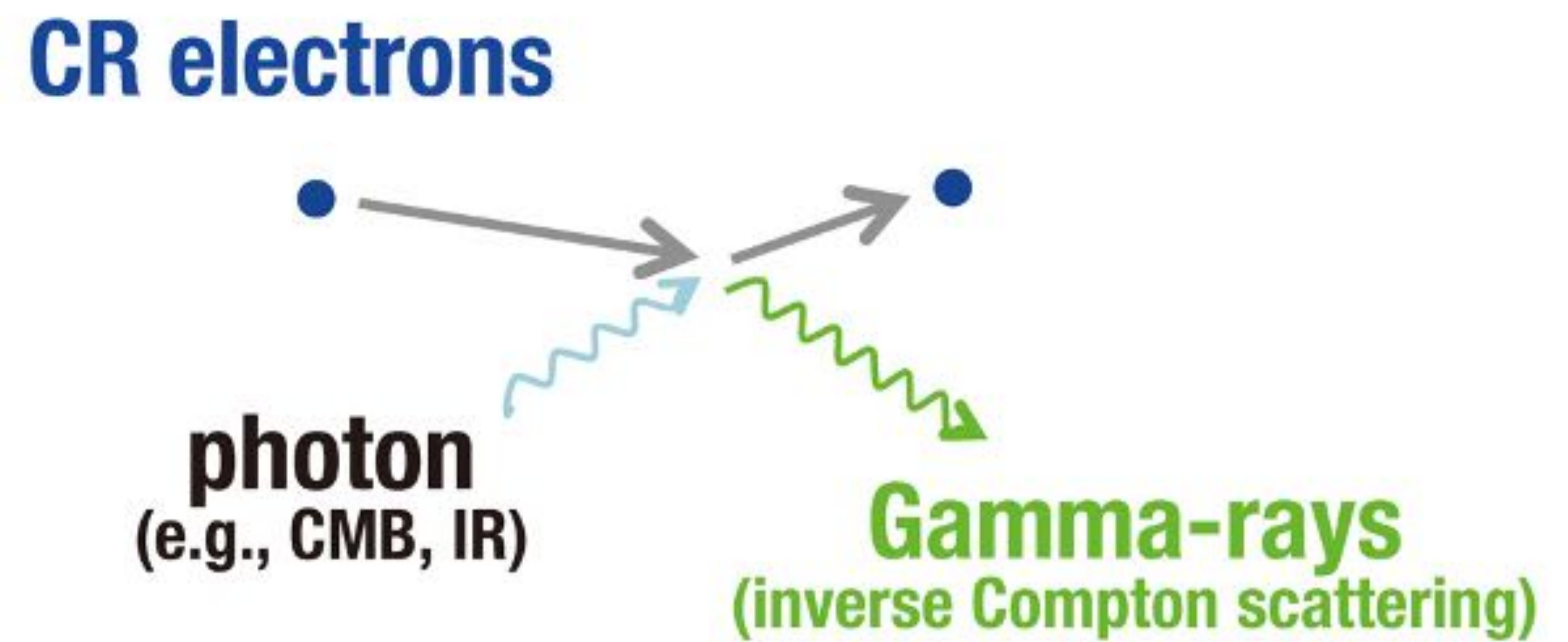
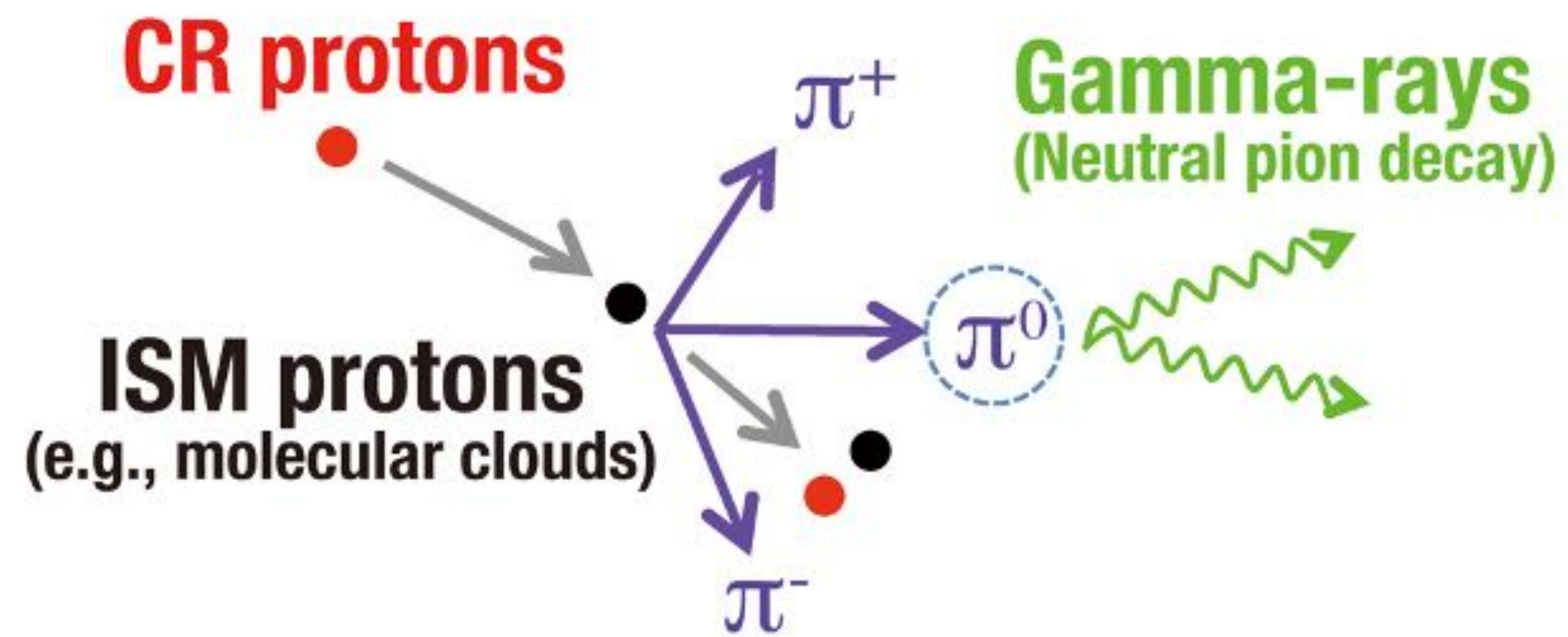
**TeV Gamma-rays from
SNR RX J1713.7-3946**



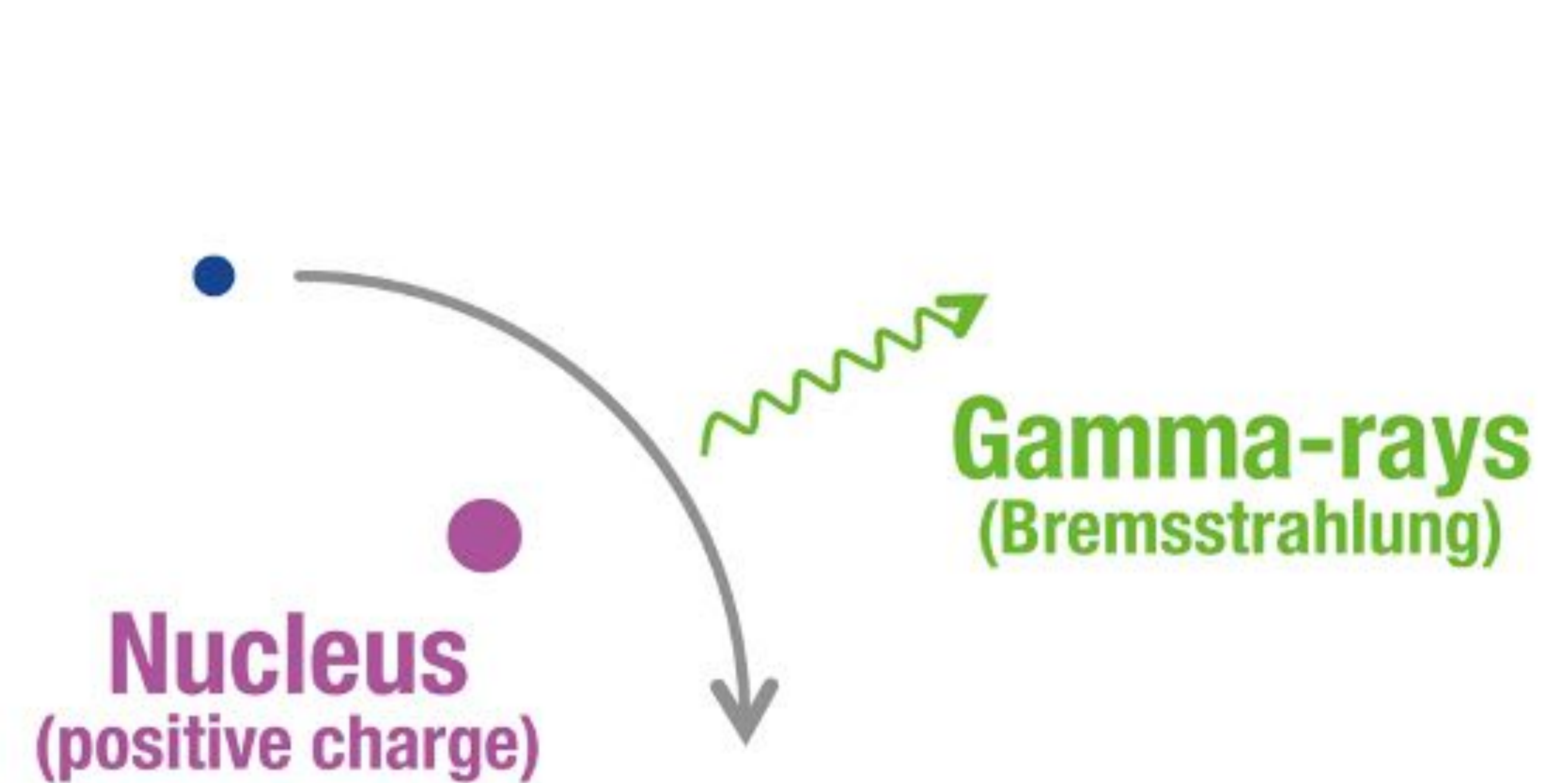
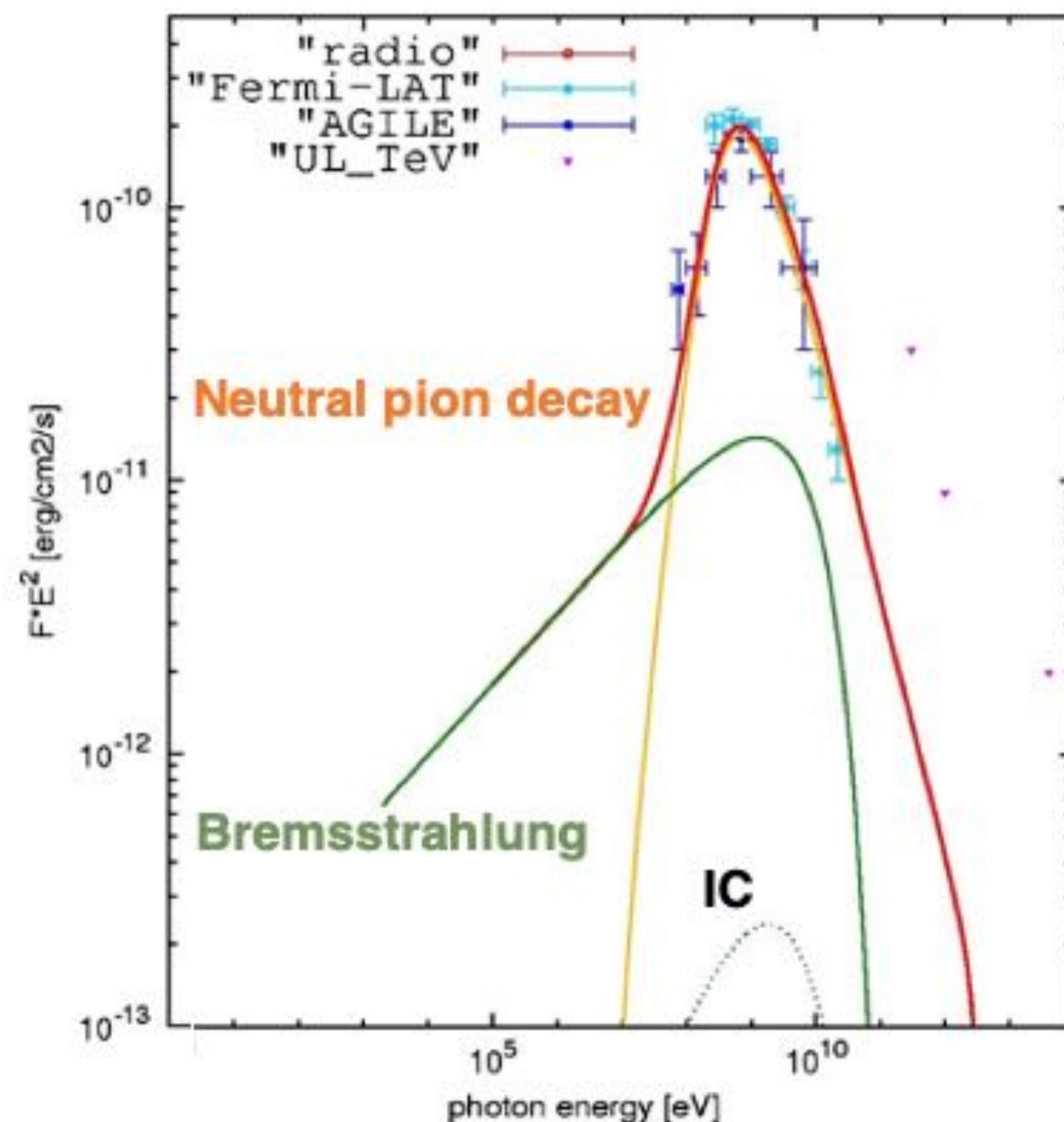
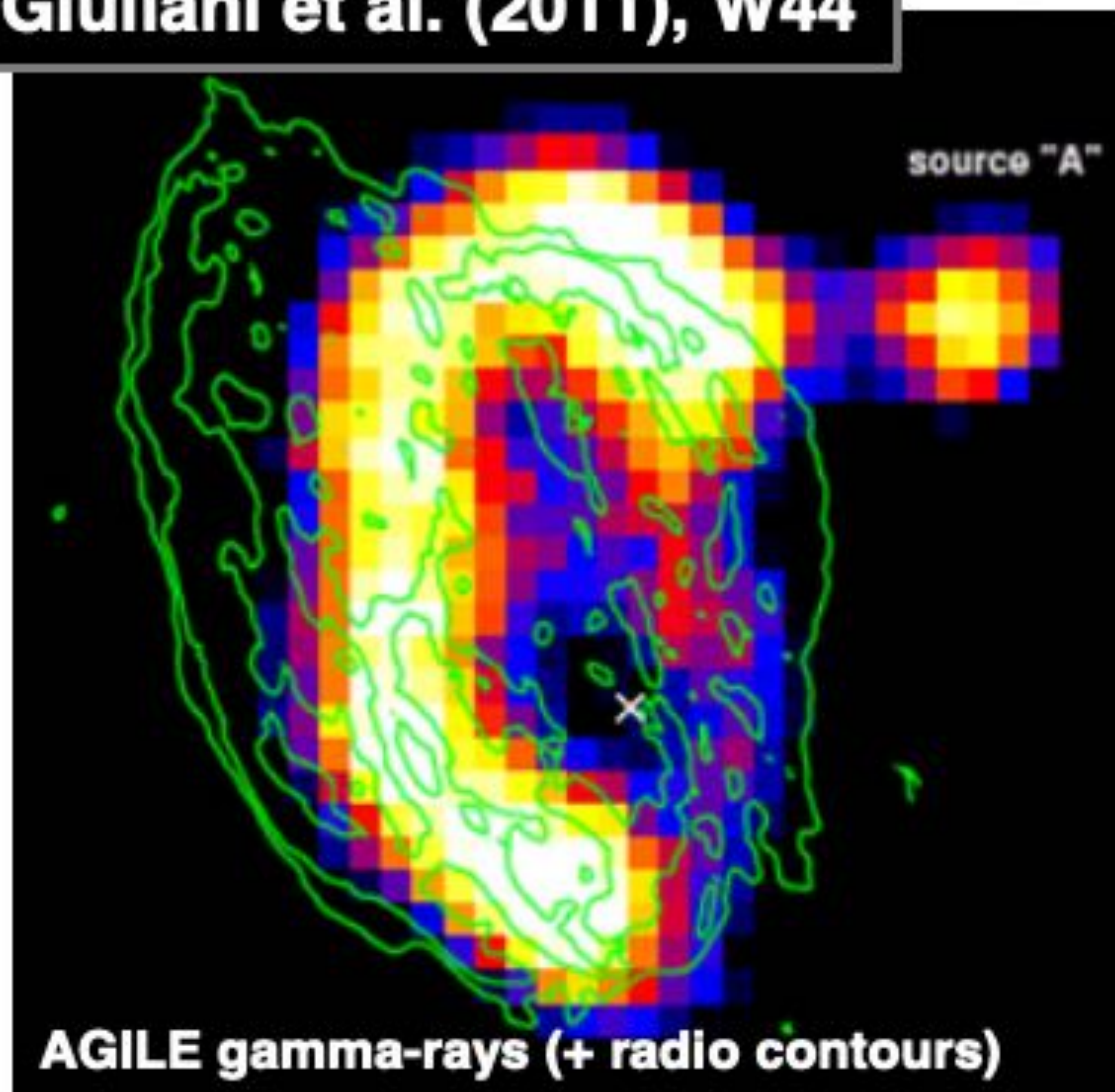
**TeV Gamma-rays from
SNR HESS J1731-347**

RX J1713.7-3946 (H.E.S.S. Collaboration et al. 2018a)
HESS J1731-347 (H.E.S.S. Collaboration et al. 2011)
W44 (Giuliani et al. 2011)

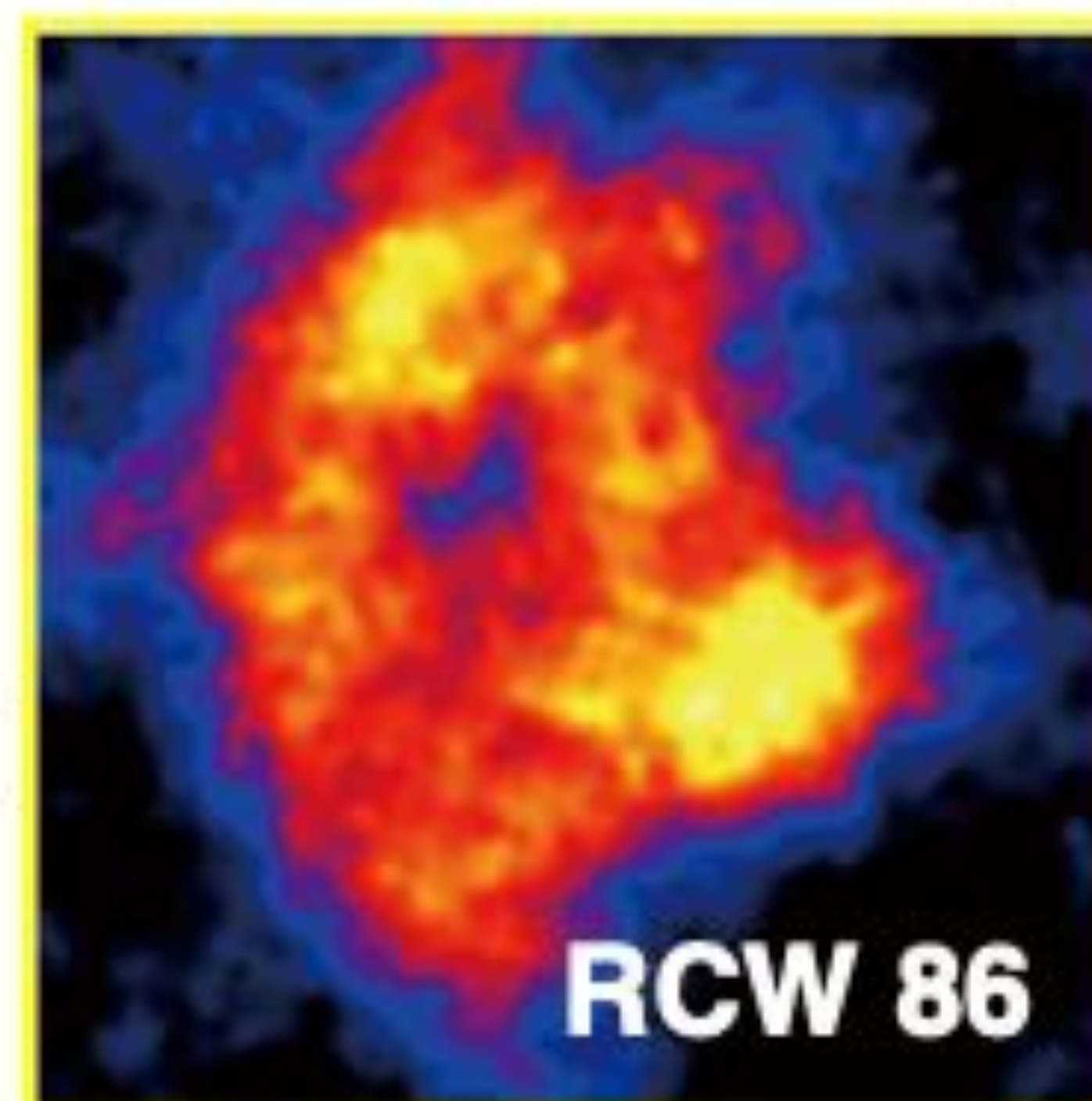
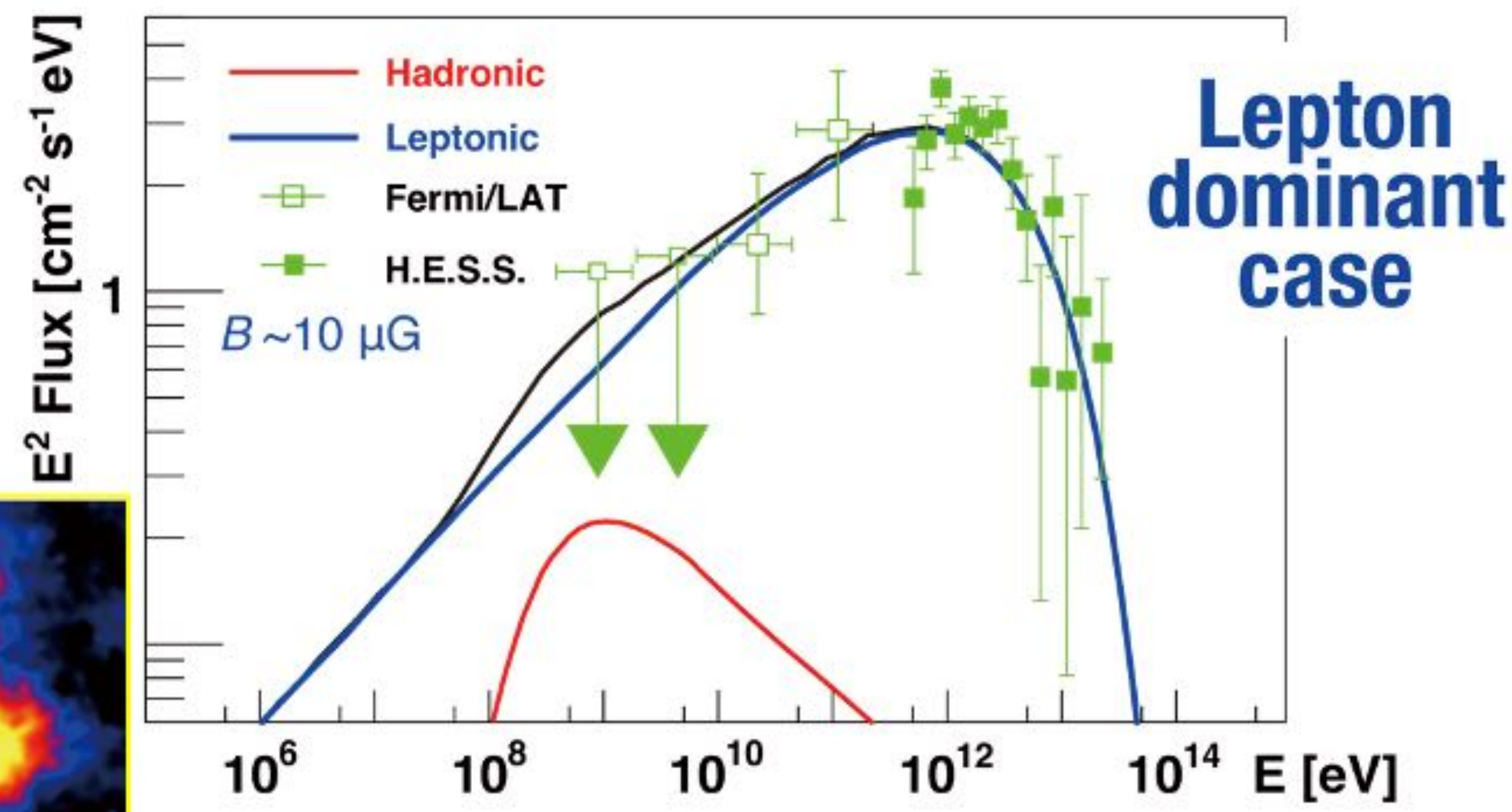
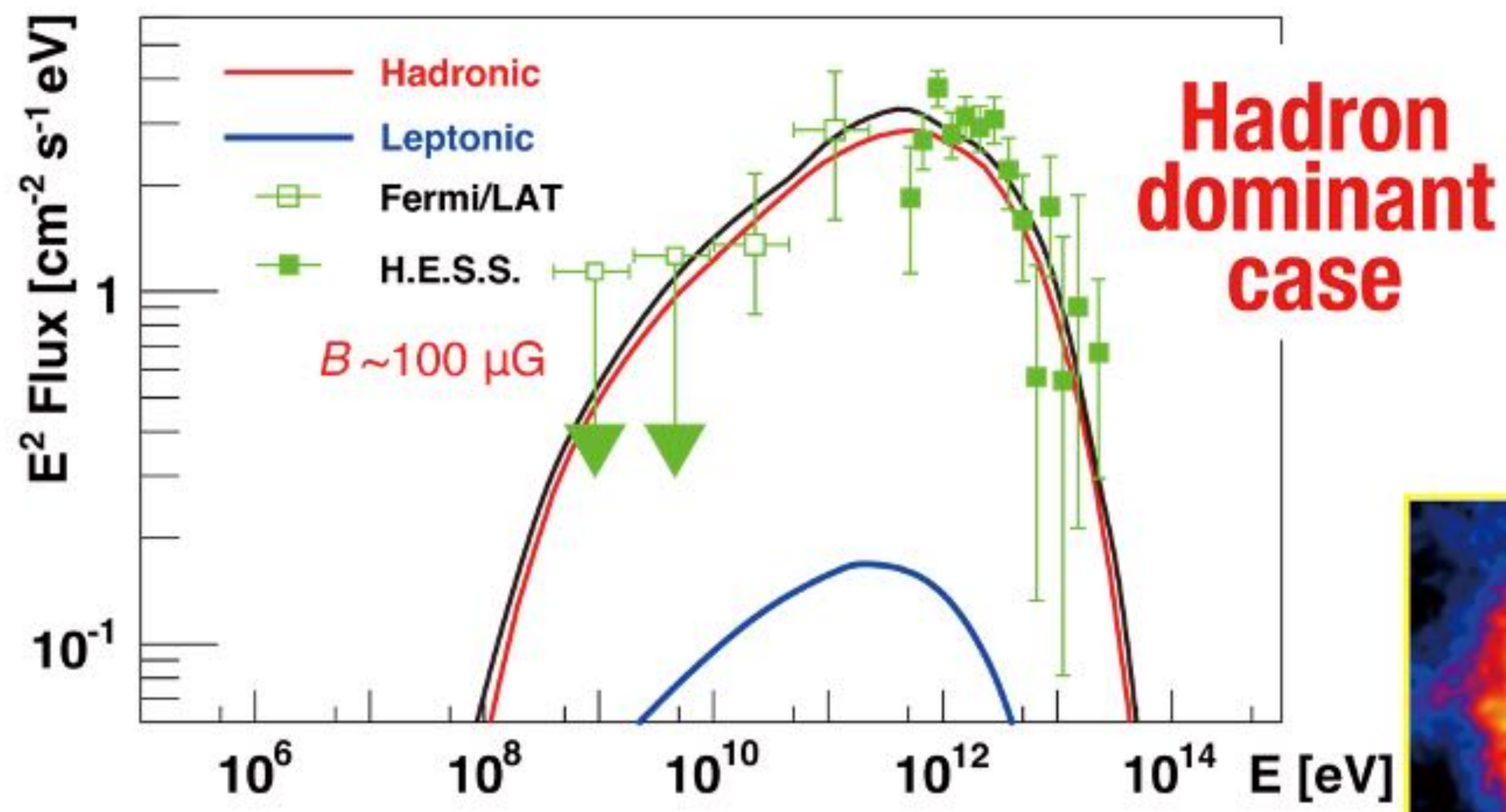
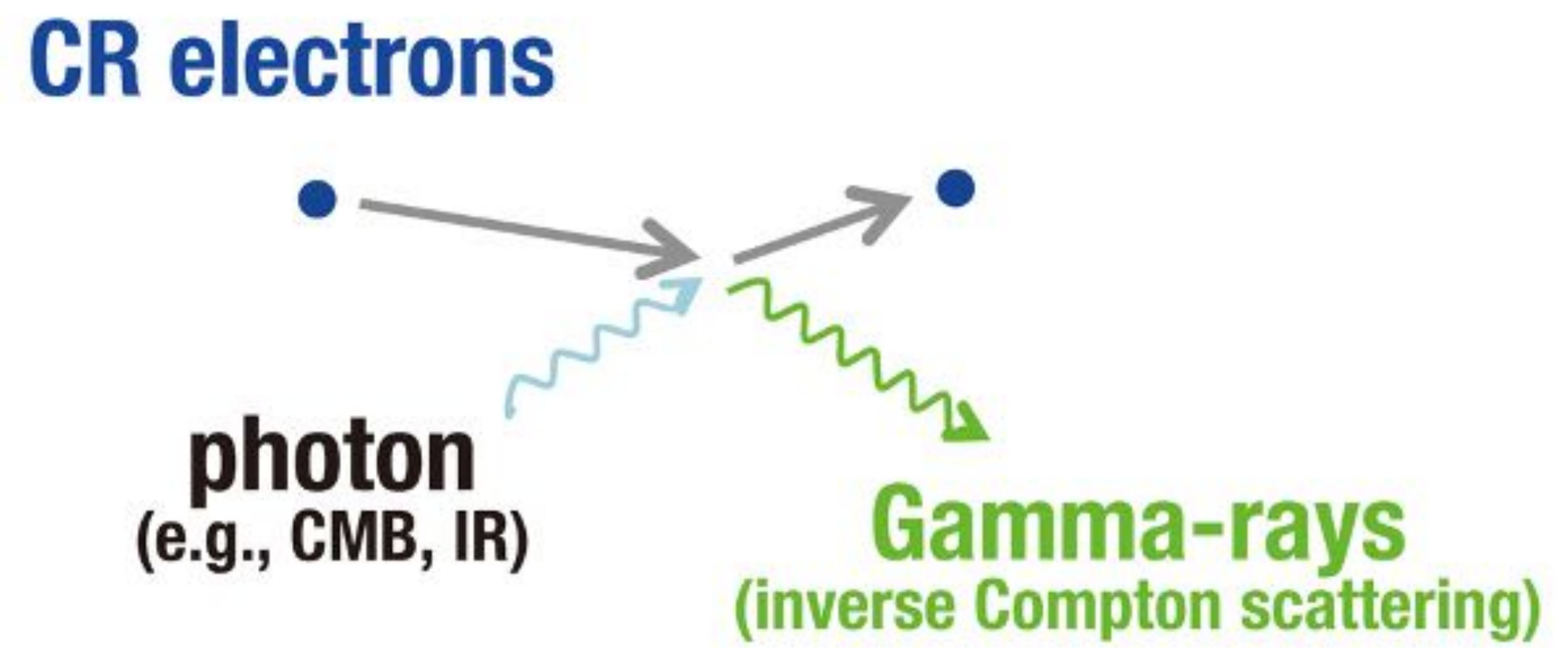
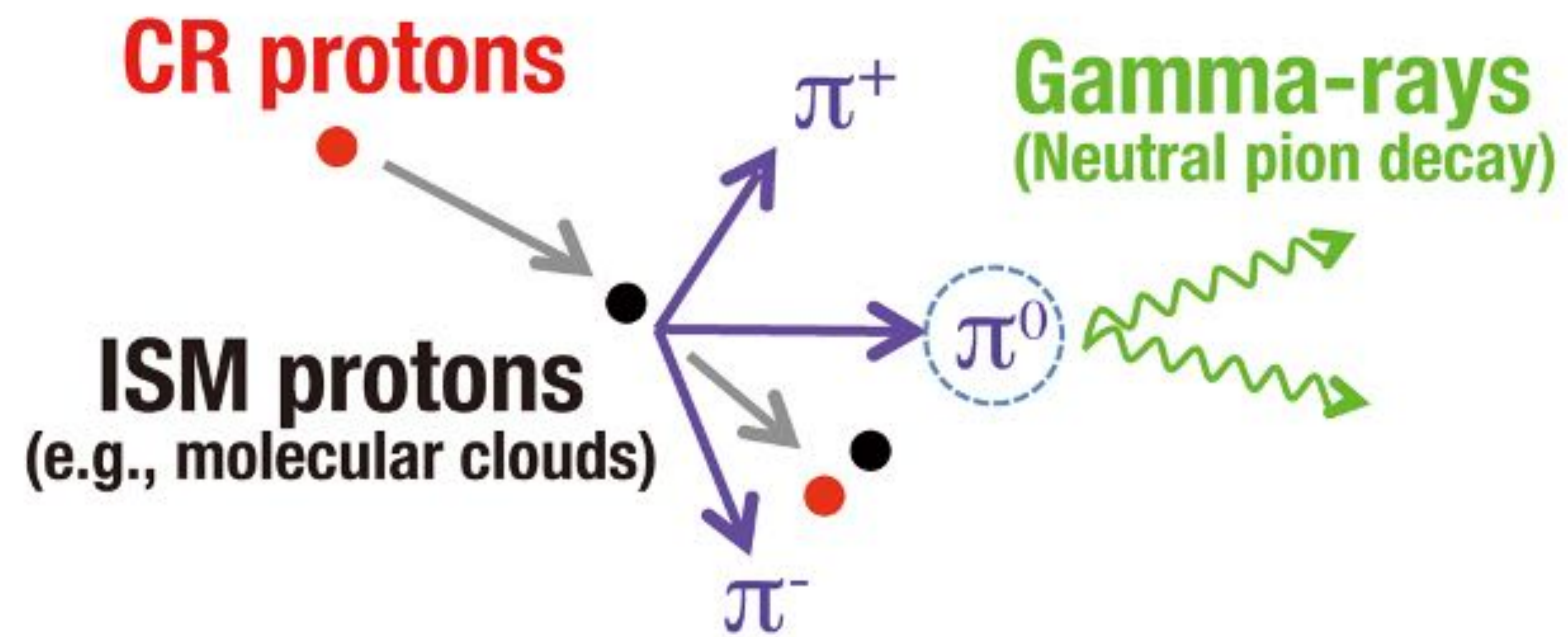




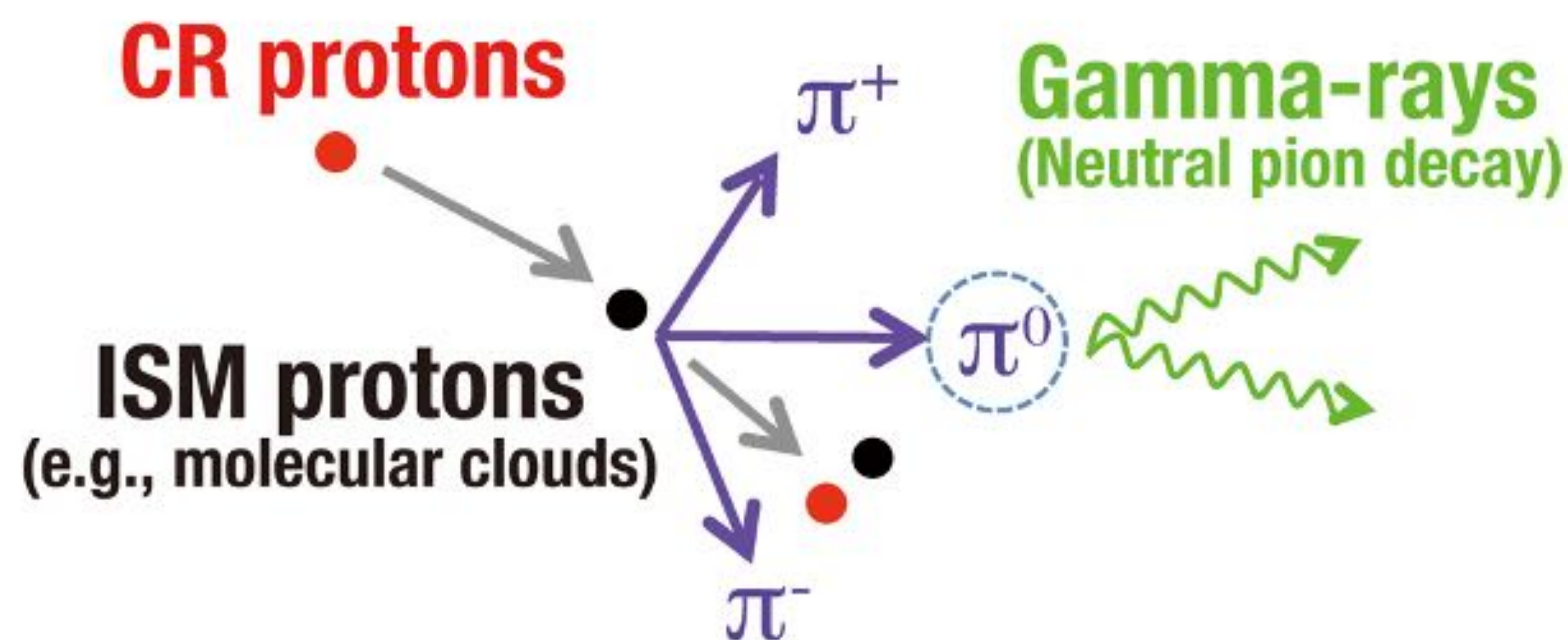
Giuliani et al. (2011), W44



Subsequent Fermi observations confirmed the pion-decay bump (W44 & IC 443, Ackermann et al. 2013, Science, 339, 807)



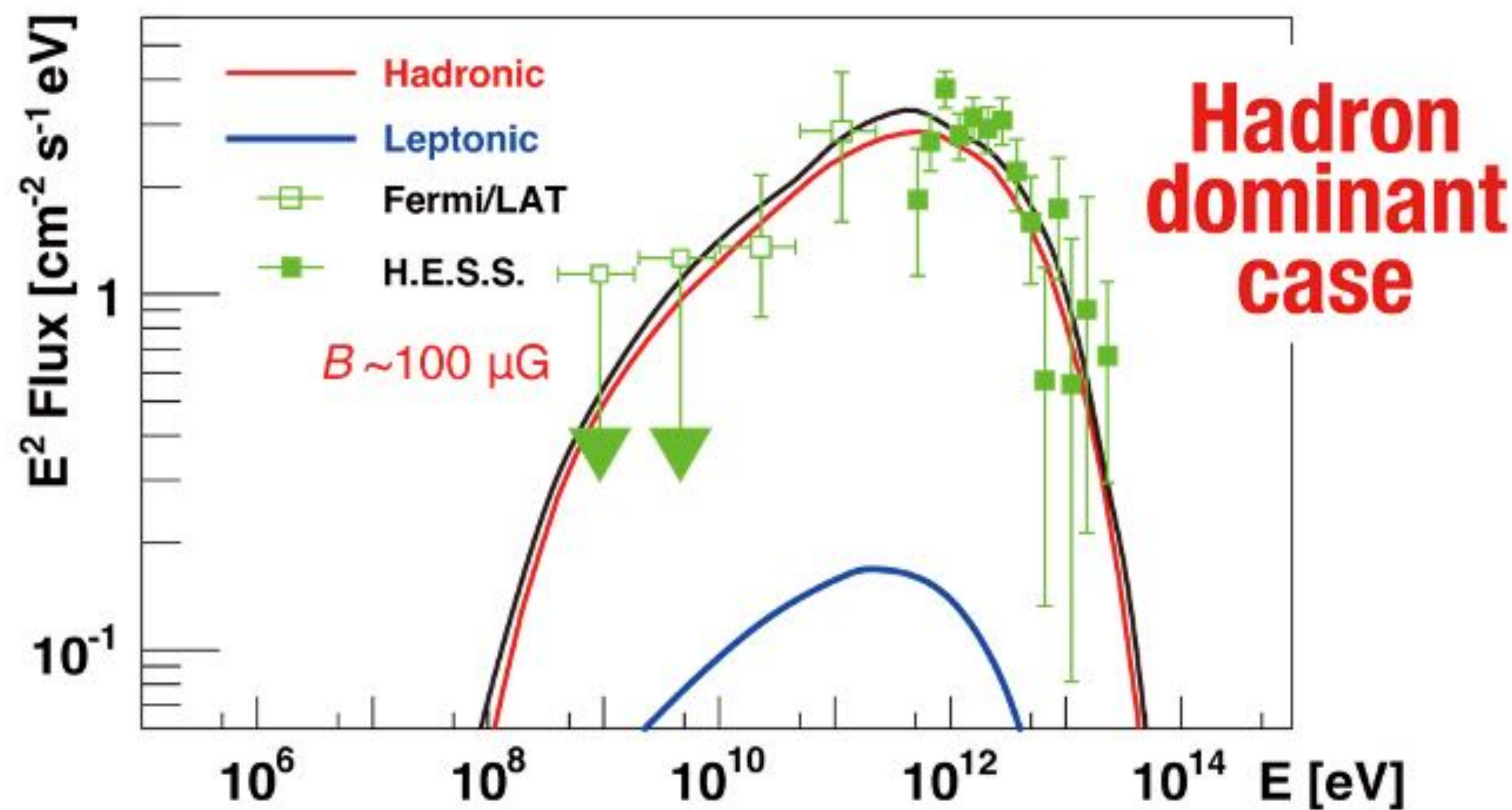
Gamma-ray spectra from RCW 86 (H.E.S.S. Collaboration et al. 2018b)



$$F \propto \frac{W_p n}{d^2}$$

W_p : total energy in accelerated protons
 n : gas density
 d : distance to the SNR

Gamma-ray flux \propto **ISM proton density**



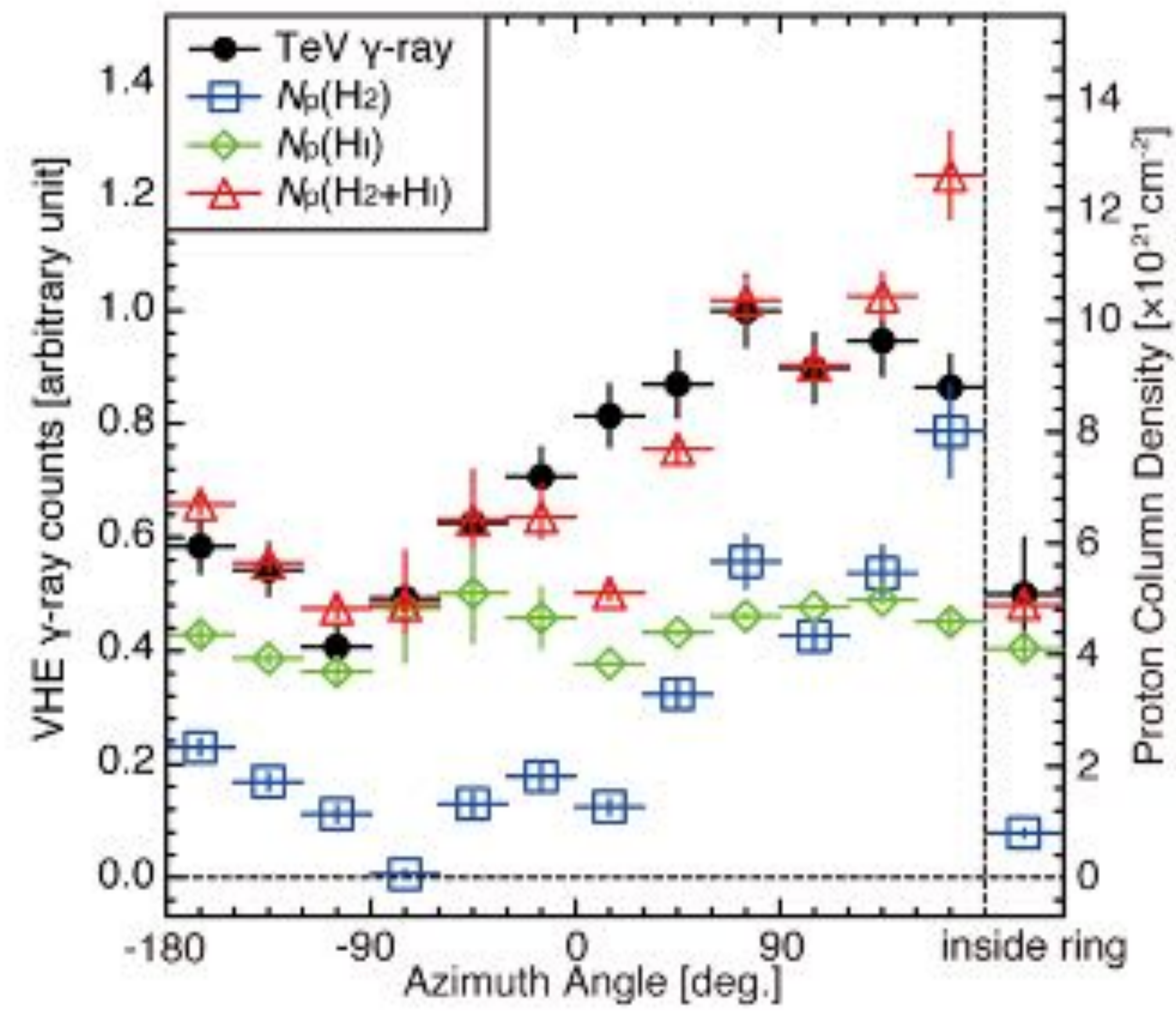
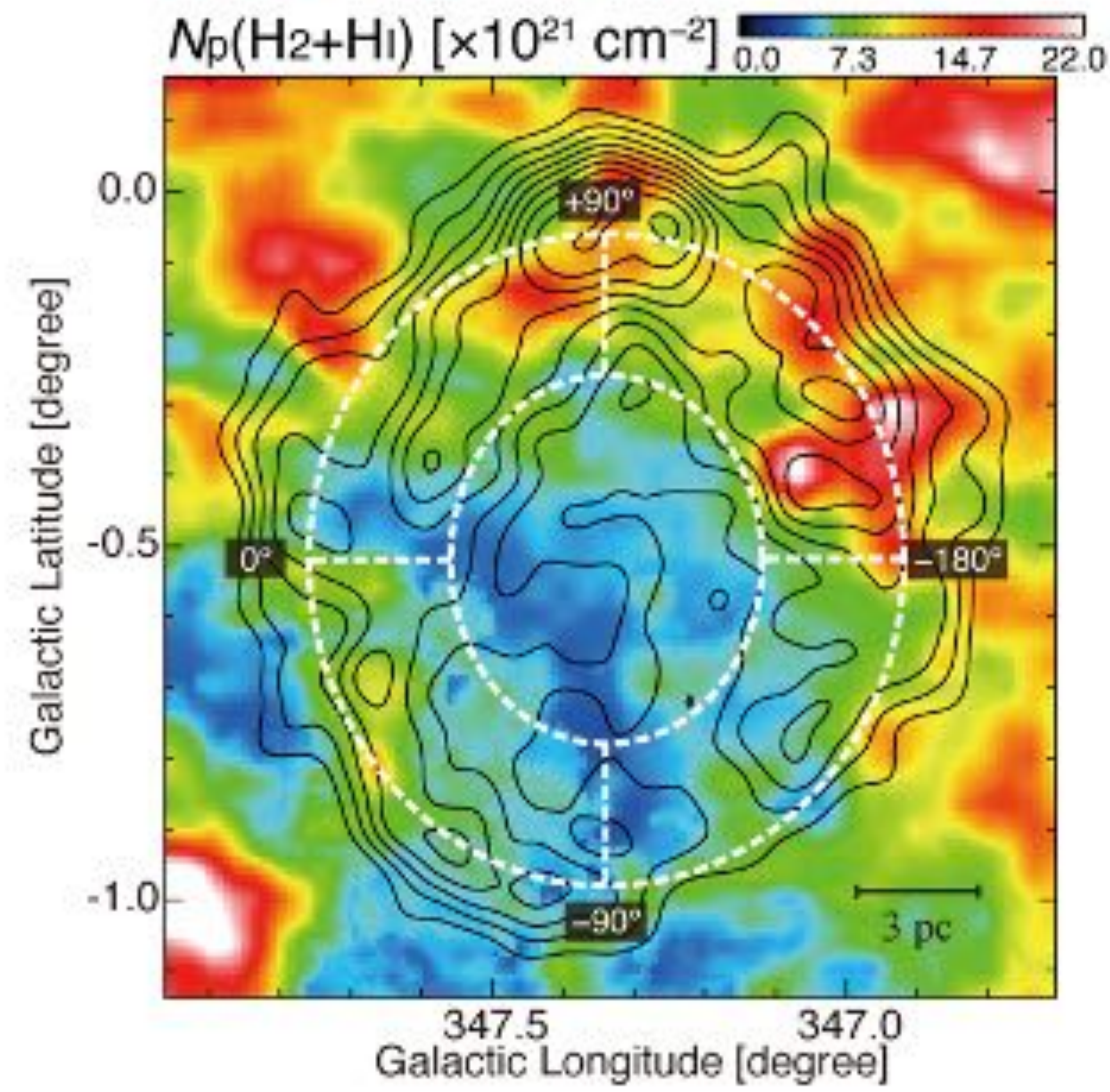
分子雲 H₂

- 一酸化炭素 CO 2.6 mm 輝線
- 密度 $> 1000 \text{ cm}^{-3}$, $T_k \sim 10 \text{ K}$

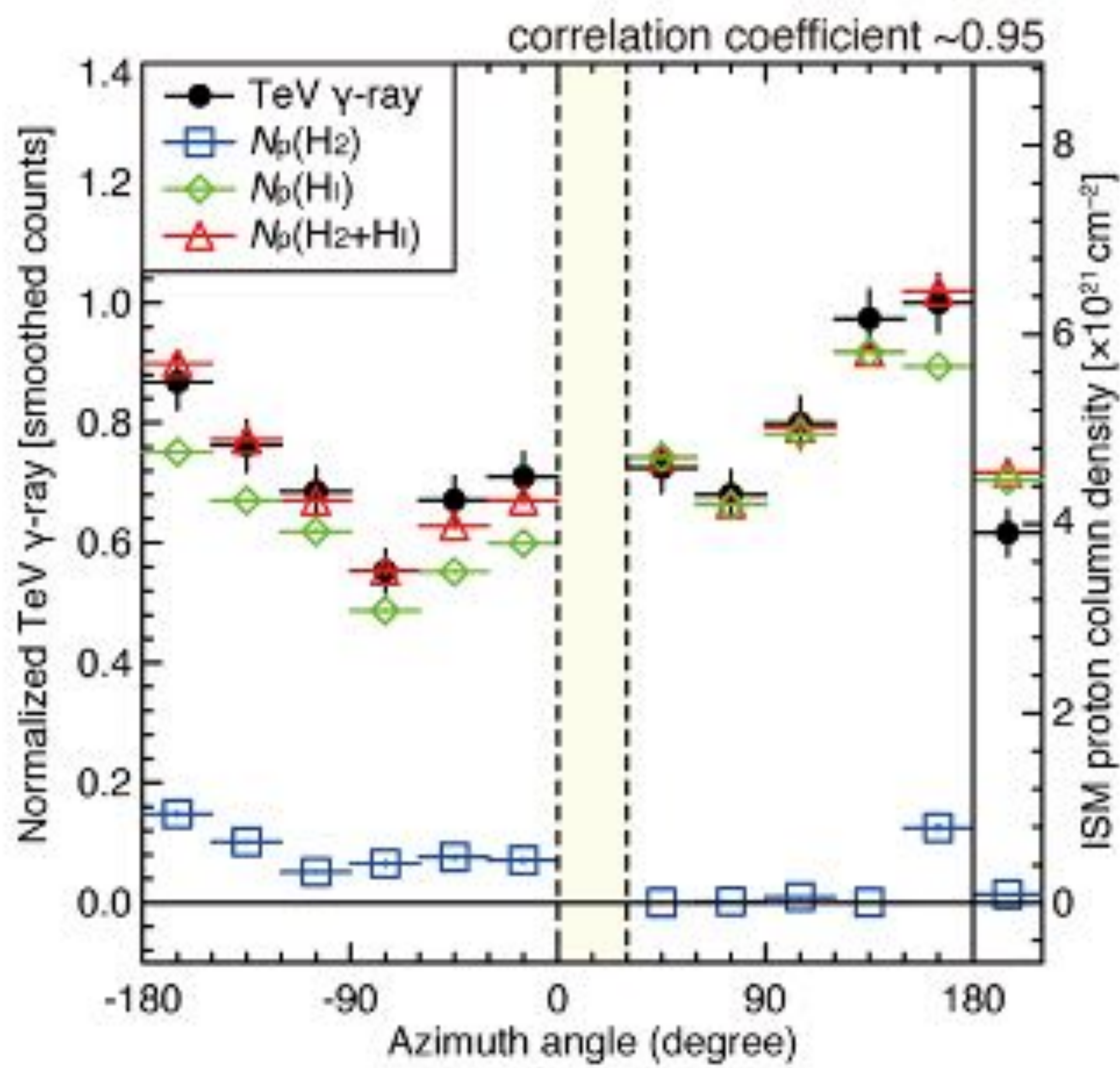
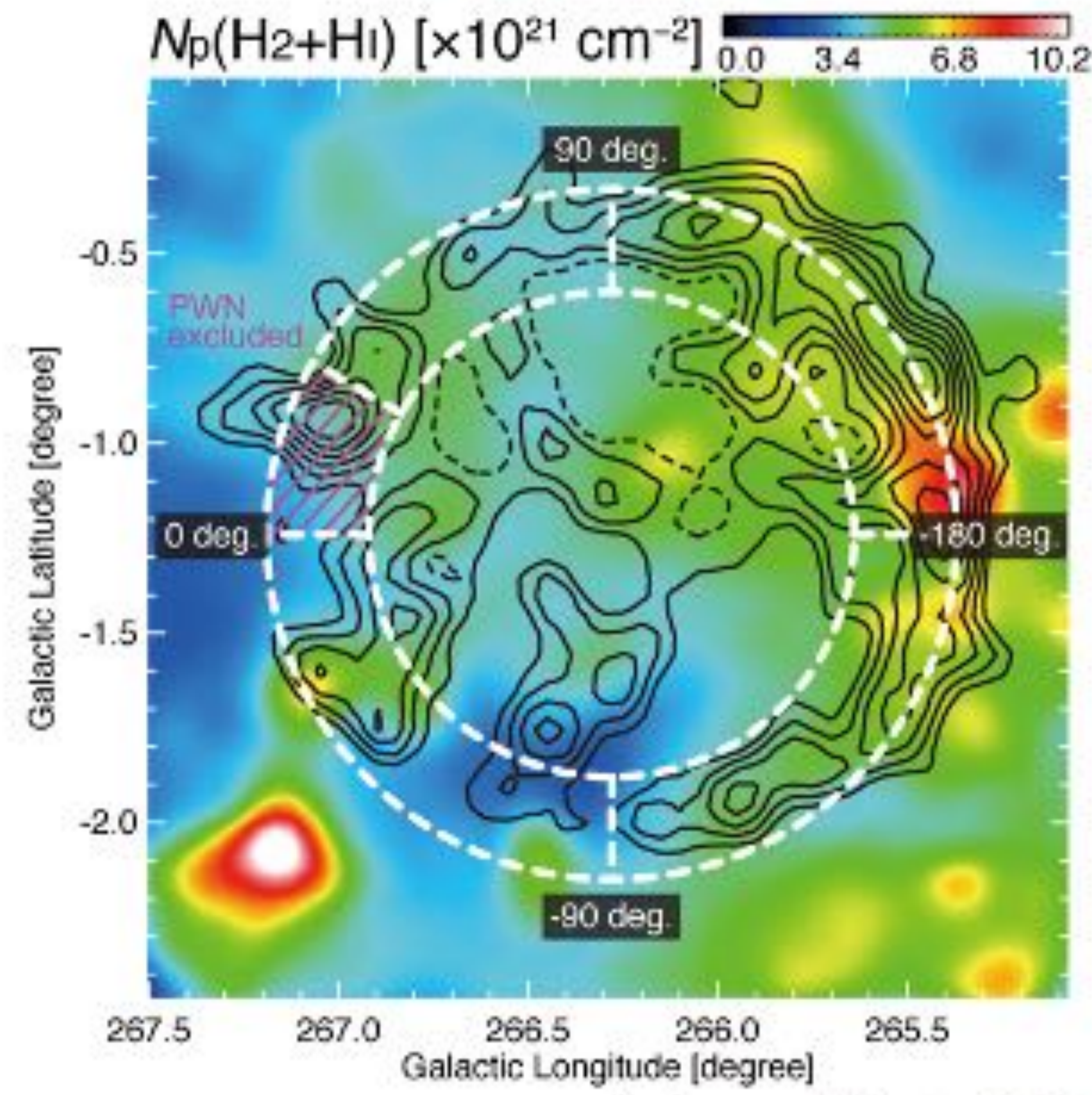
原子ガス HI

- HI 21 cm 線
- 密度 $\sim 1-100 \text{ cm}^{-3}$, $T_k \sim 40-100 \text{ K}$

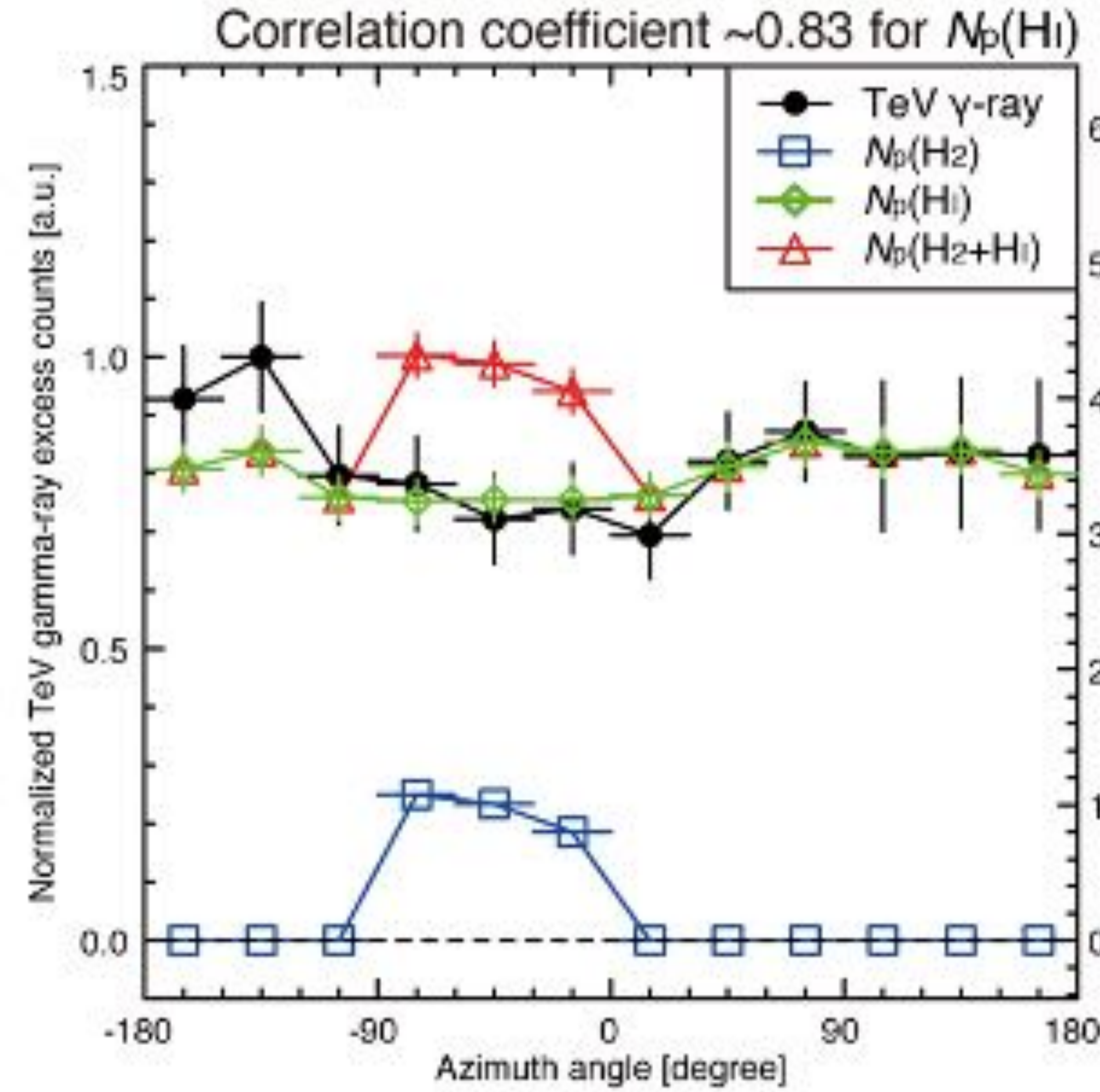
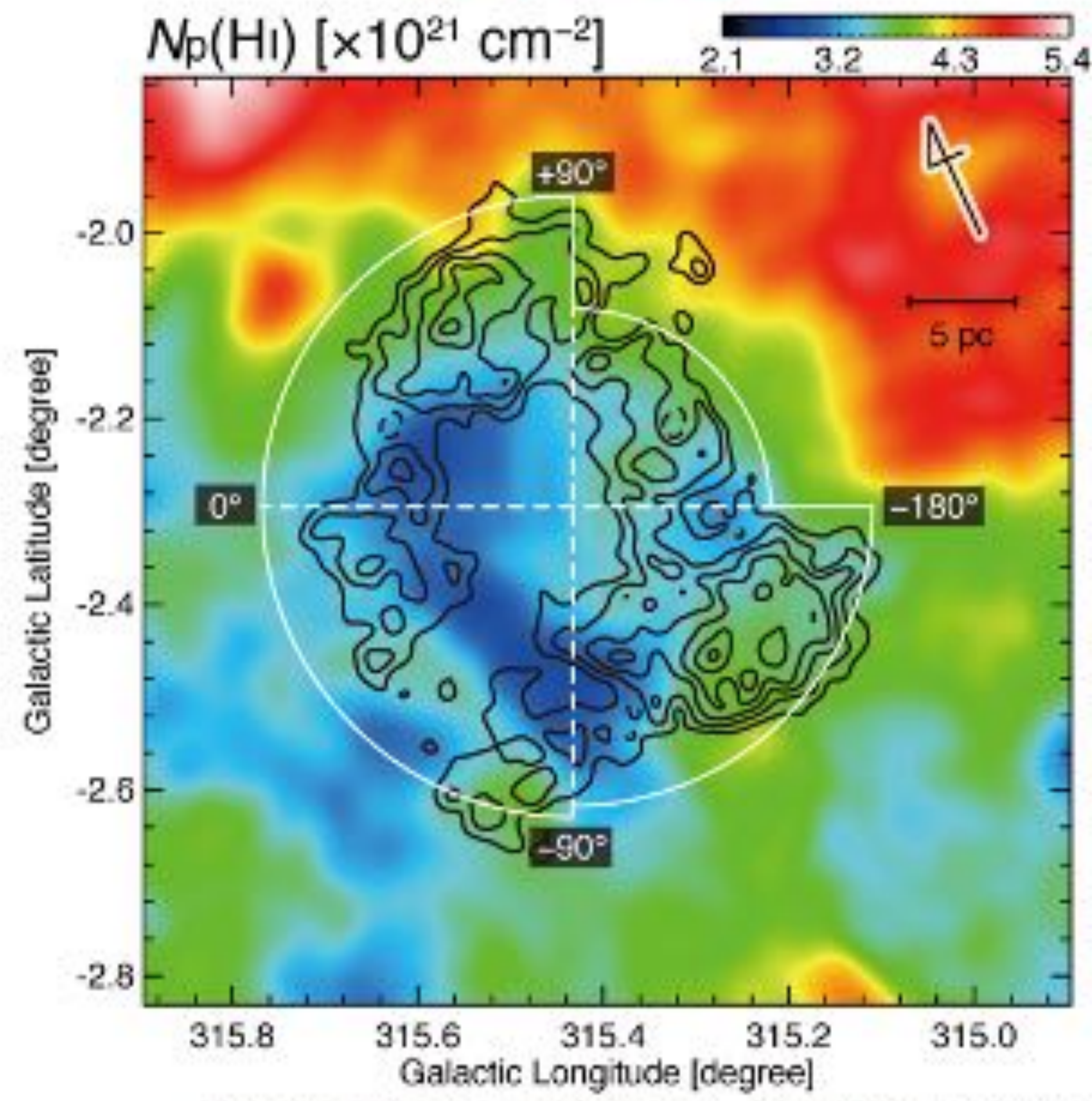
RX J1713.7-3946



Vela Jr.



RCW 86



HESS J1731-347

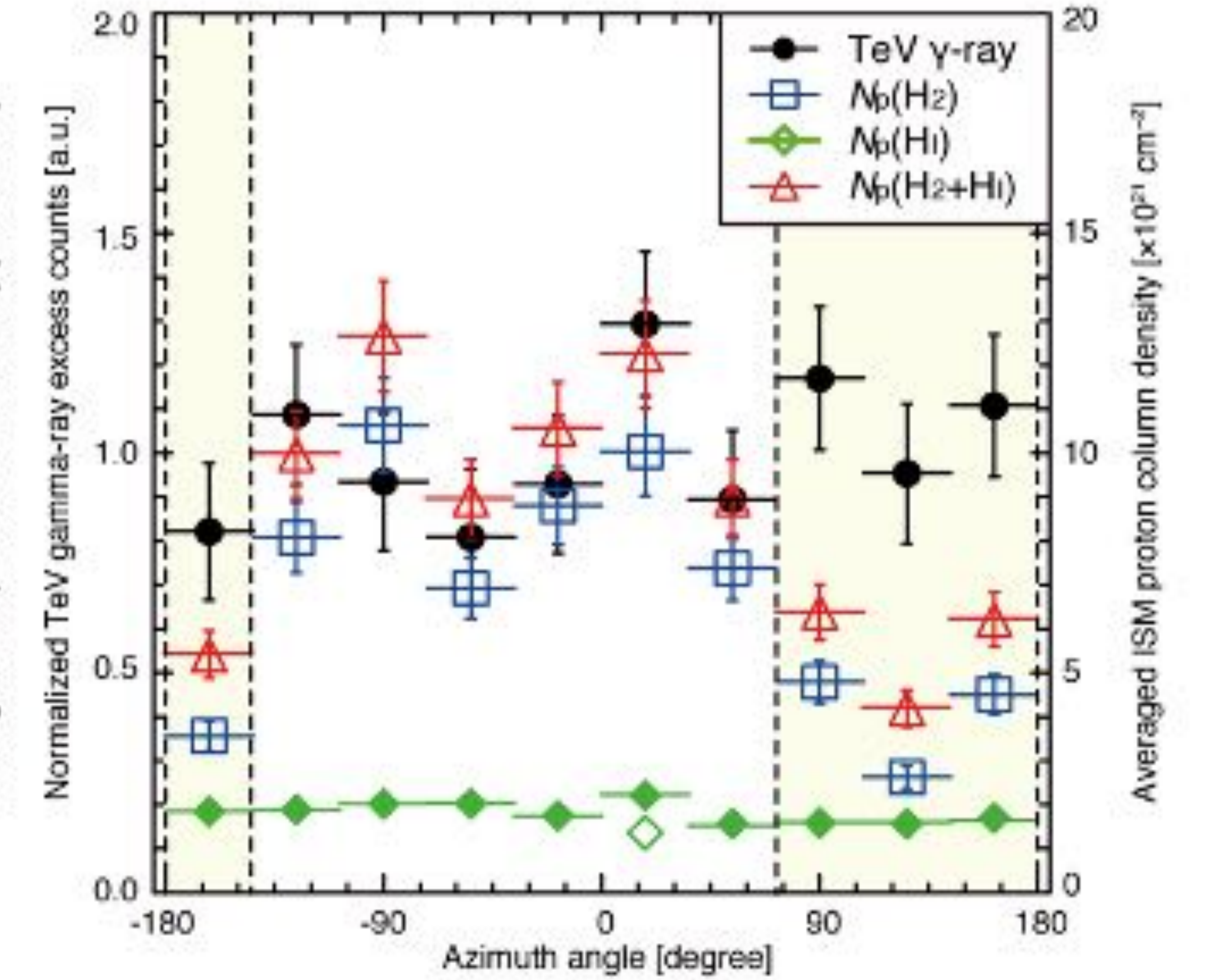
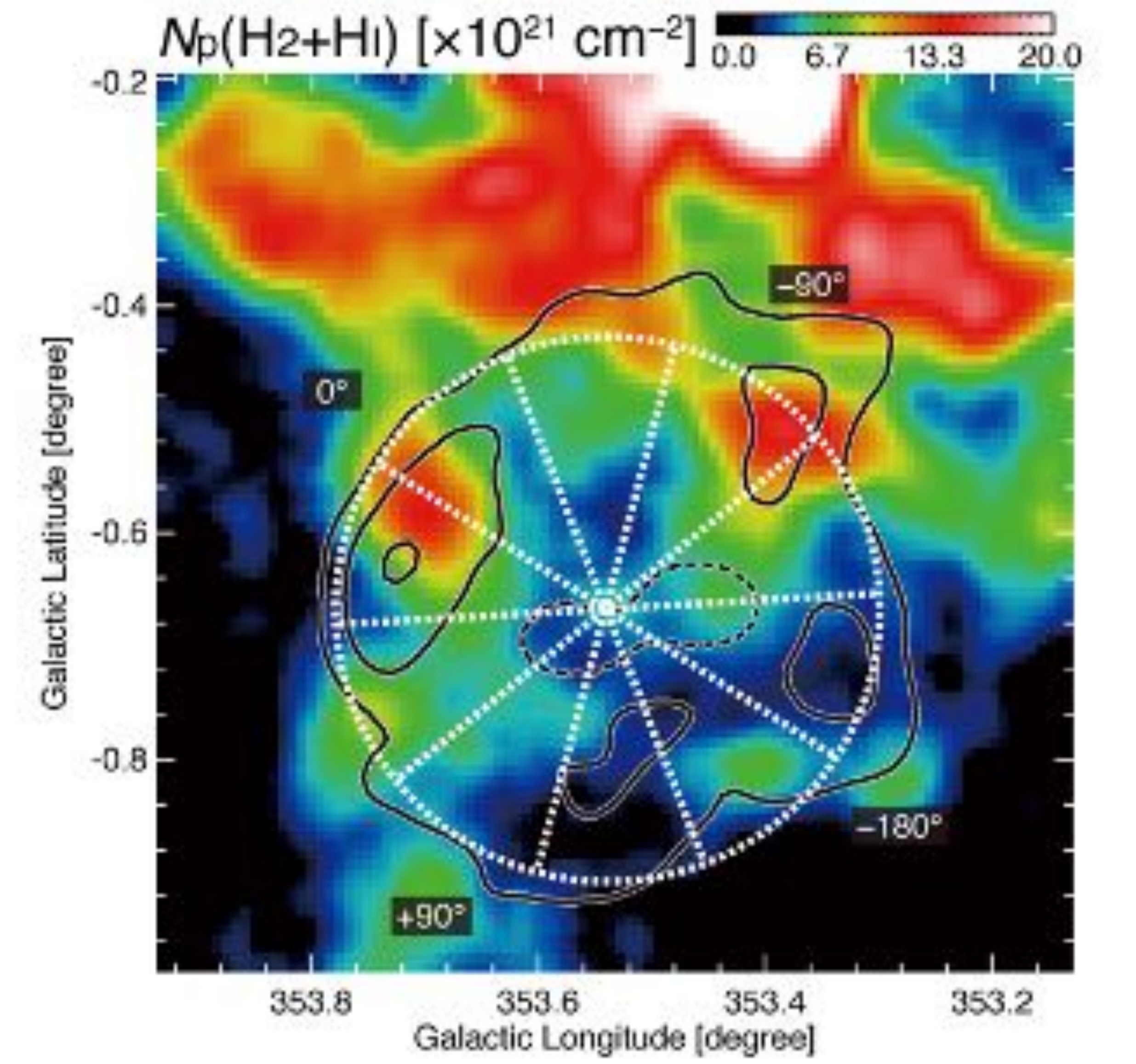
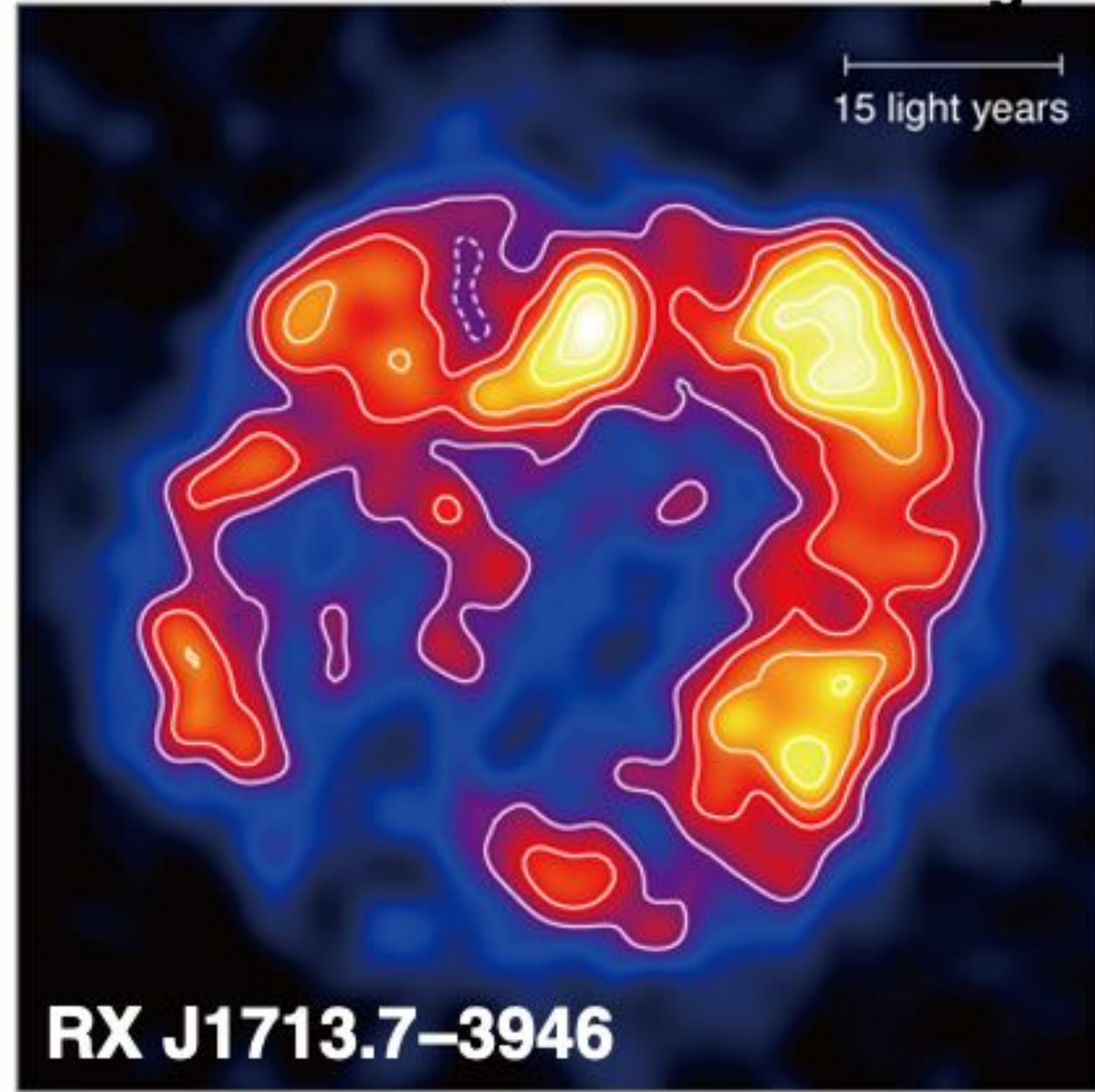
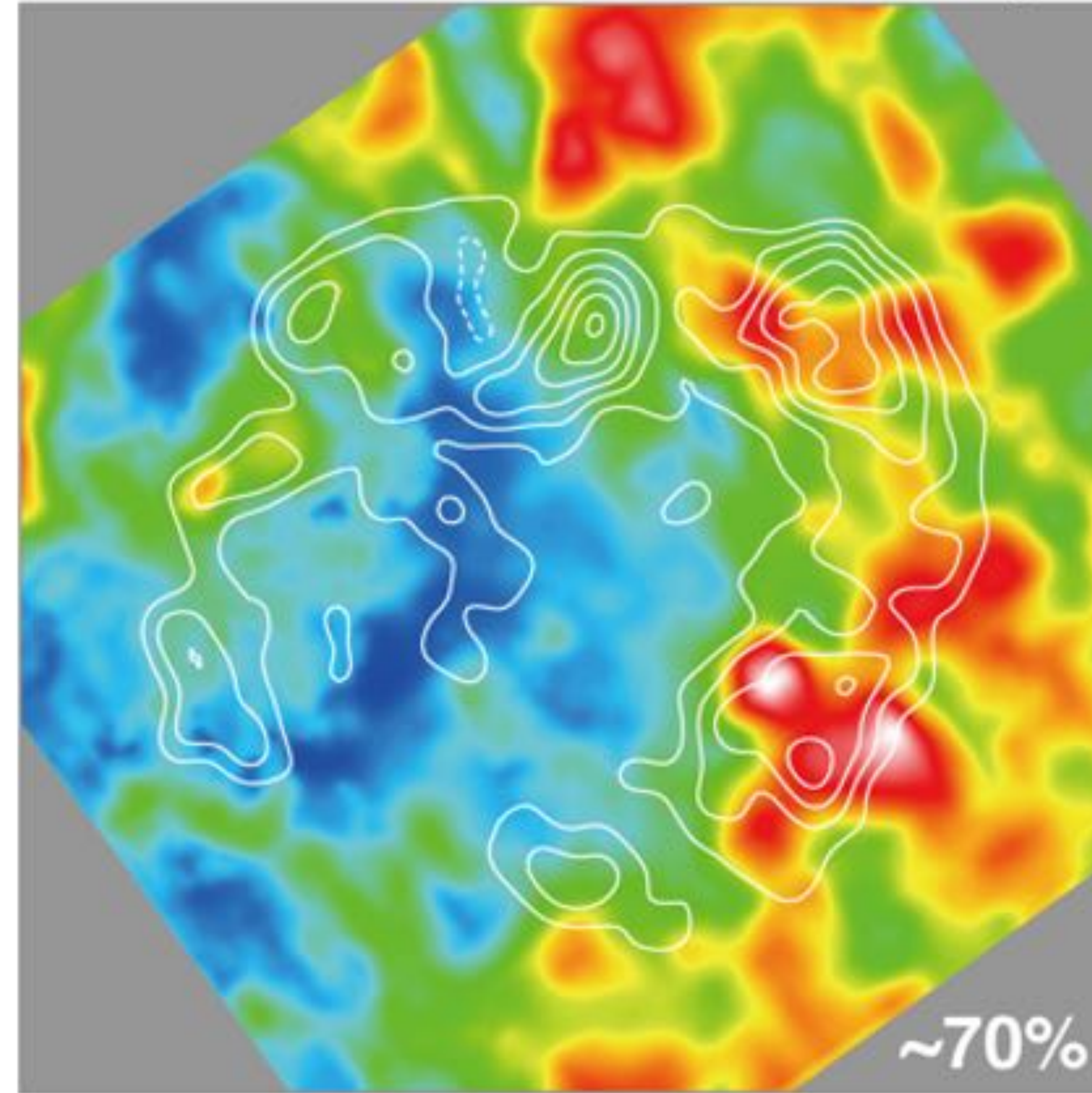


Image: ISM protons $N_p(\text{H}_2 + \text{H})$, Contours: H.E.S.S. TeV gamma-rays

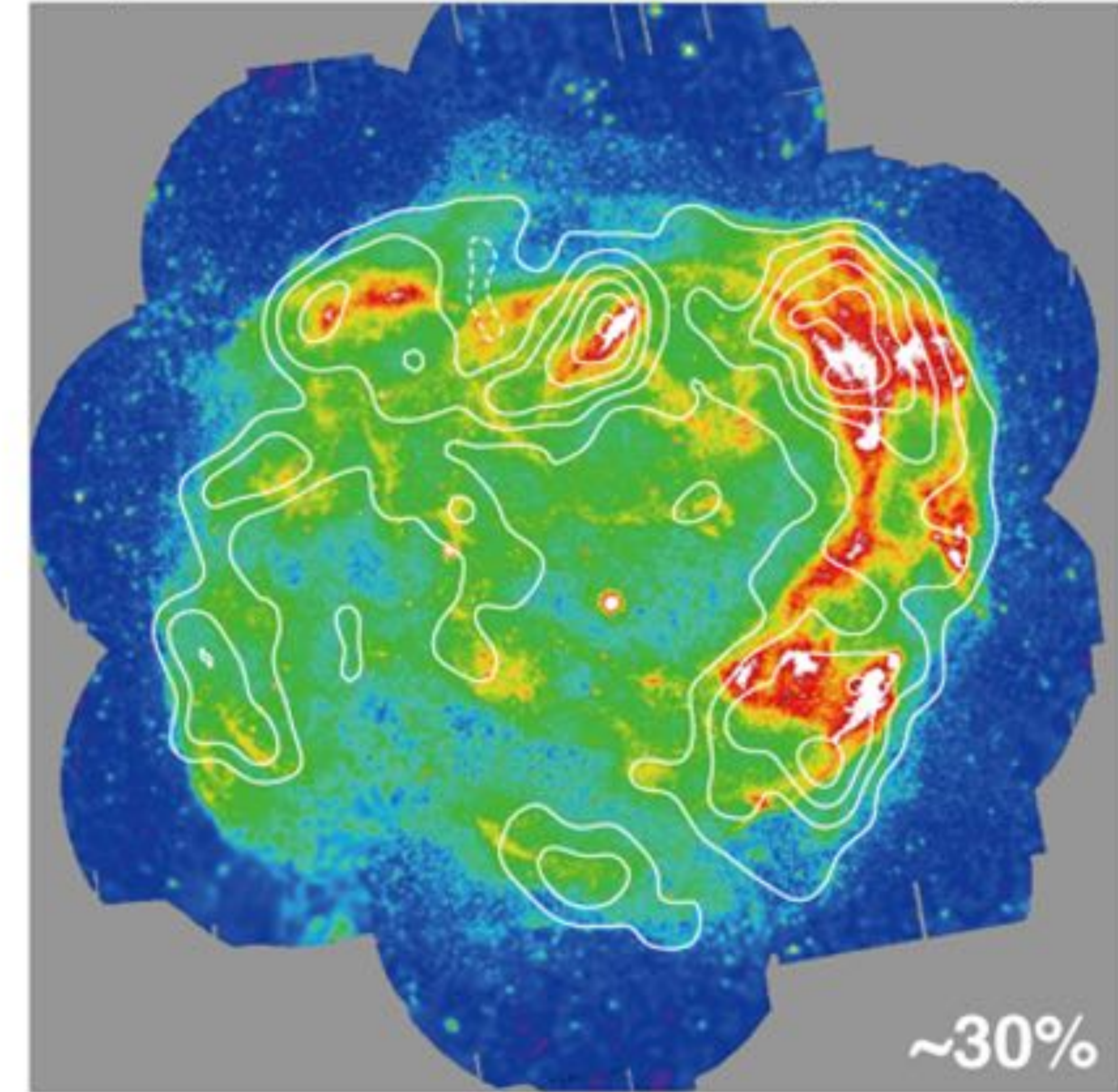
Gamma-ray Excess N_g



Interstellar Gas Density N_p



Synchrotron X-rays N_x



Fukui, Sano et al. 2021, ApJ, 915, 84

$$N_g = N_{g_hadronic} + N_{g_leptonic}$$

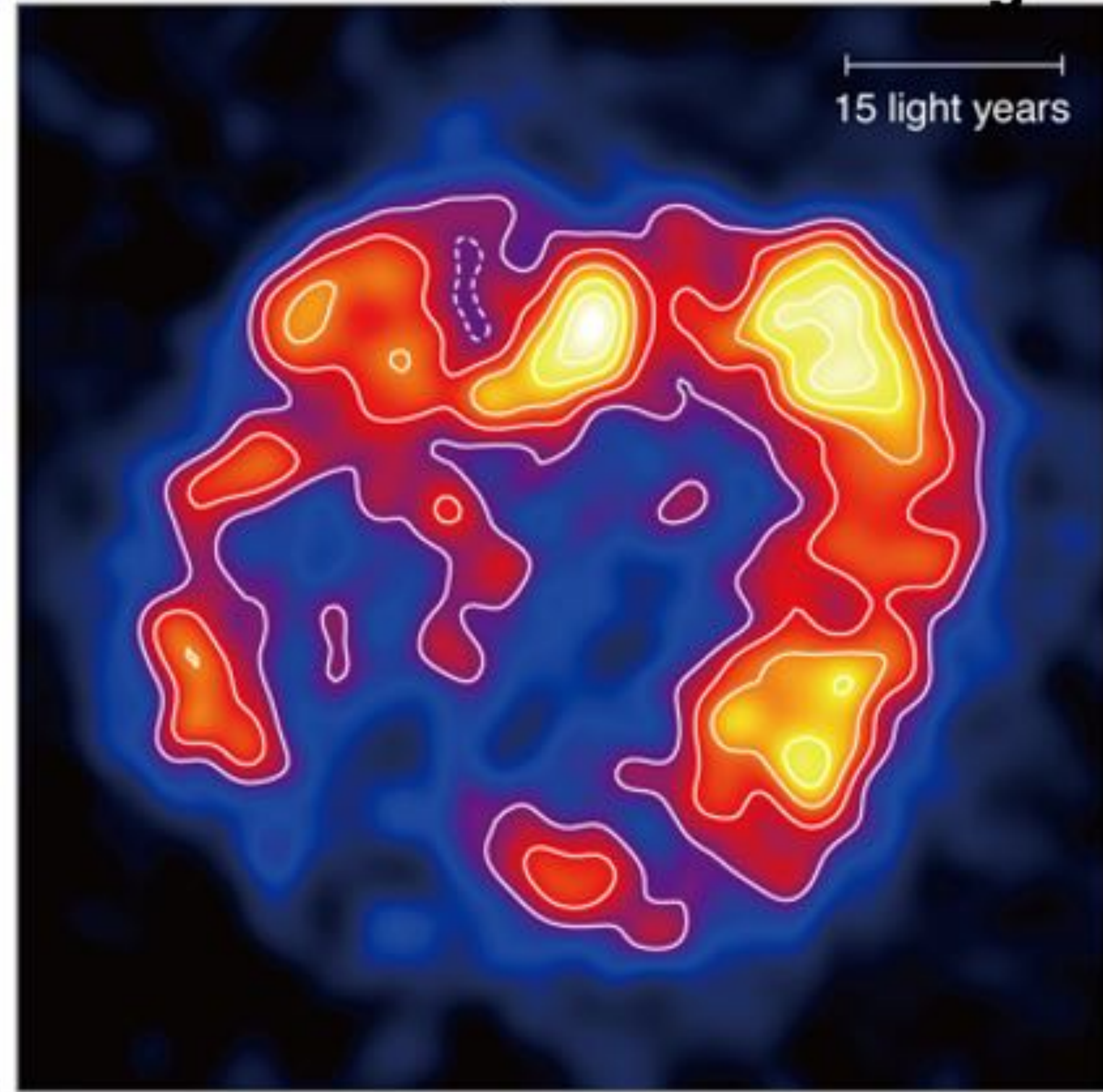
$$N_{g_hadronic} = K_1 n_{CR\ proton} N_p$$

$$N_{g_leptonic} = K_2 n_{CR\ electron} n_{CMB} = (K_2 n_{CMB} / K_3 B^2) N_x$$

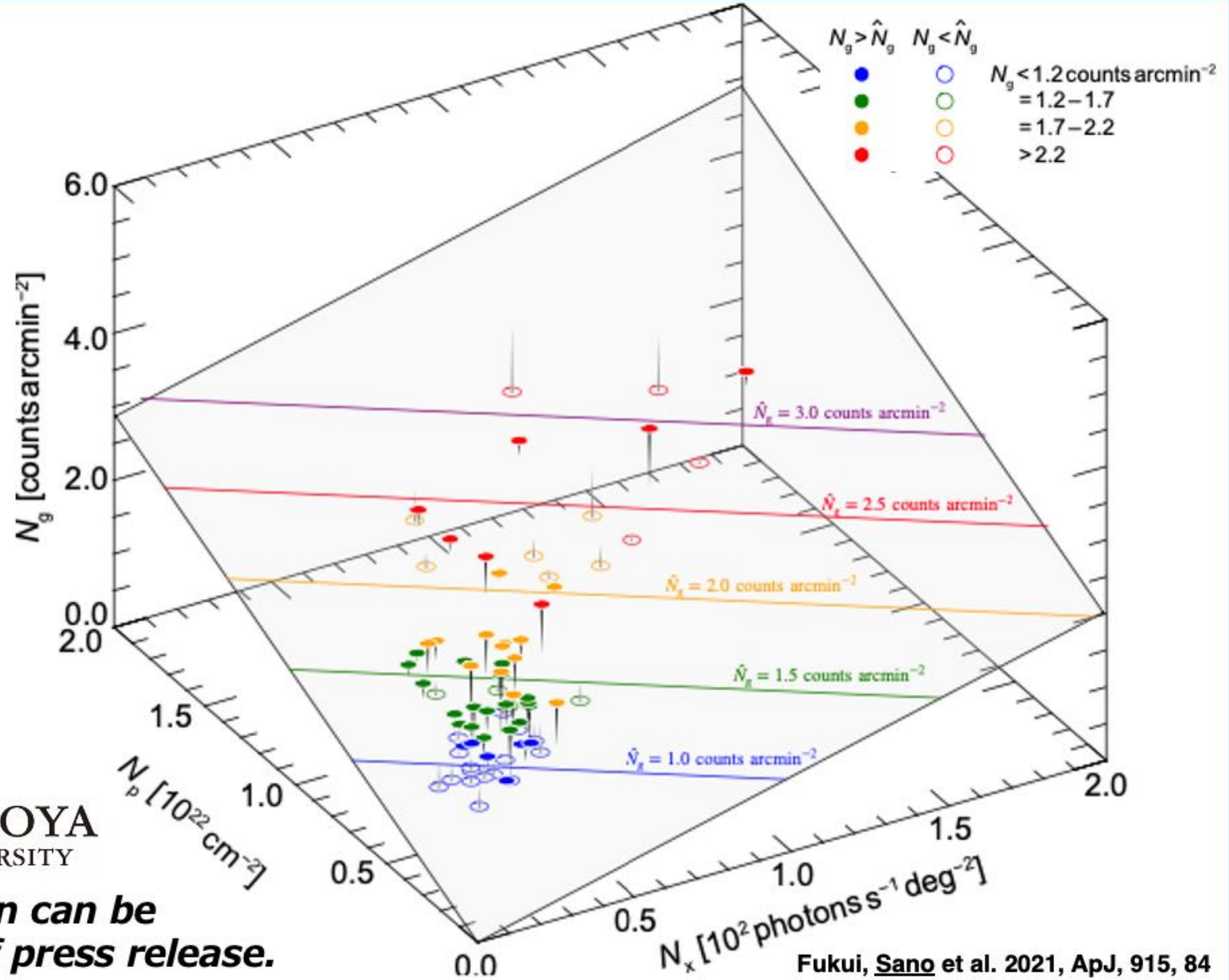
$n_{CR\ proton}$: CR proton density n_{CMB} : density of CMB photons K_1, K_2, K_3 : constant

$n_{CR\ electron}$: CR electron density B : magnetic field

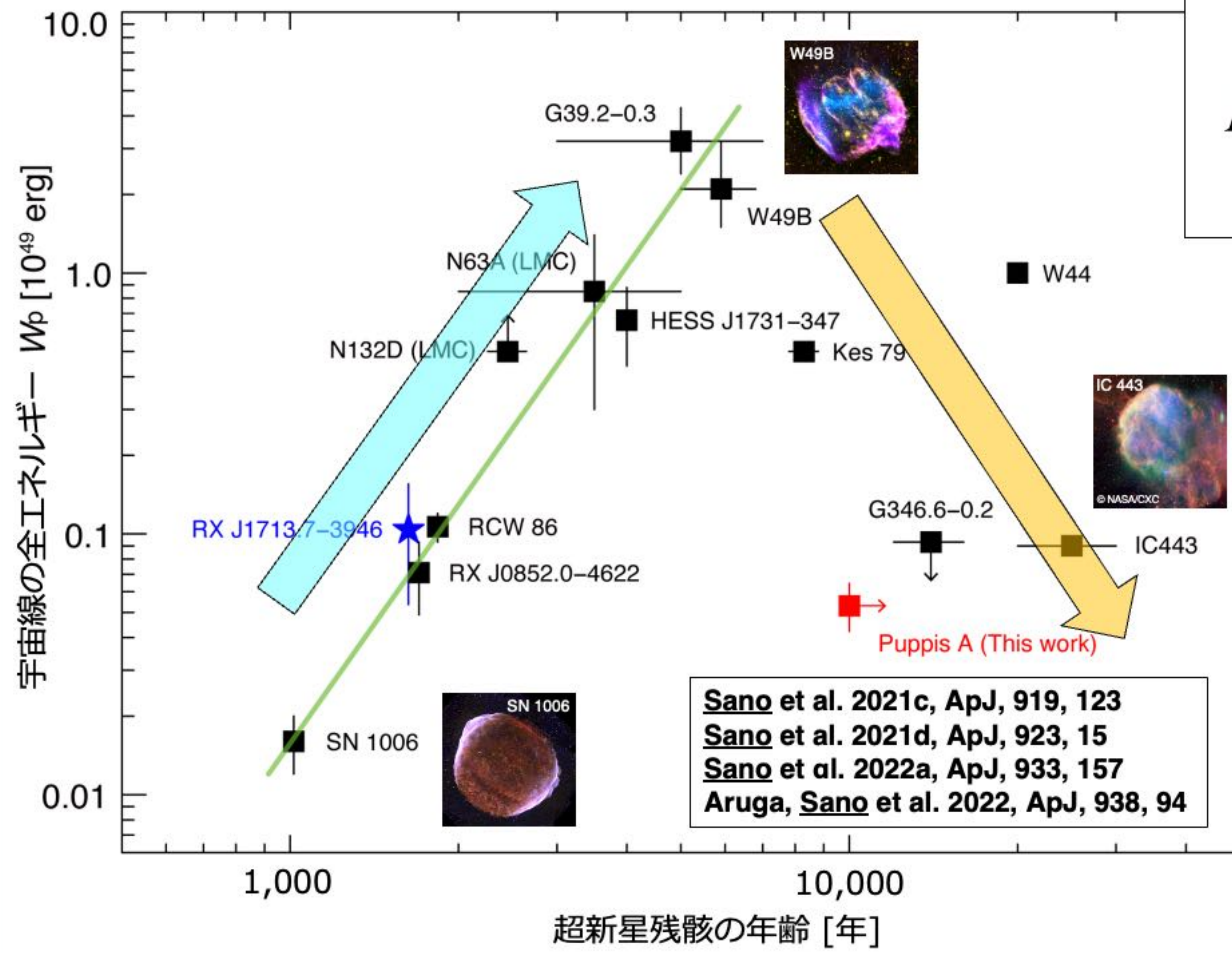
Gamma-ray Excess N_g



$N_{g_hadronic} : N_{g_leptonic} = 7 : 3$



More detailed information can be found in the web page of press release.



$$F \propto \frac{W_p n}{d^2}$$

W_p : total energy in accelerated protons
 n : gas density
 d : distance to the SNR

Conventional な値
 $W_p \sim 10^{50}$ erg / 超新星爆発 1 回

年齢 6 kyr を境に関係が変化

- 年齢 < 6000年: 年齢とともに W_p は上昇
 → 宇宙線のガス雲中への浸透?
- 年齢 > 6 kyr: 年齢とともに W_p は減少
 → 宇宙線のエスケープが効いている

SNR 1 個あたりのCR供給量は $W_p \sim 10^{50}$ erg と考えて矛盾ない

Sano et al. 2021c, ApJ, 919, 123
 Sano et al. 2021d, ApJ, 923, 15
 Sano et al. 2022a, ApJ, 933, 157
 Aruga, Sano et al. 2022, ApJ, 938, 94

Fukui et al. (2003)

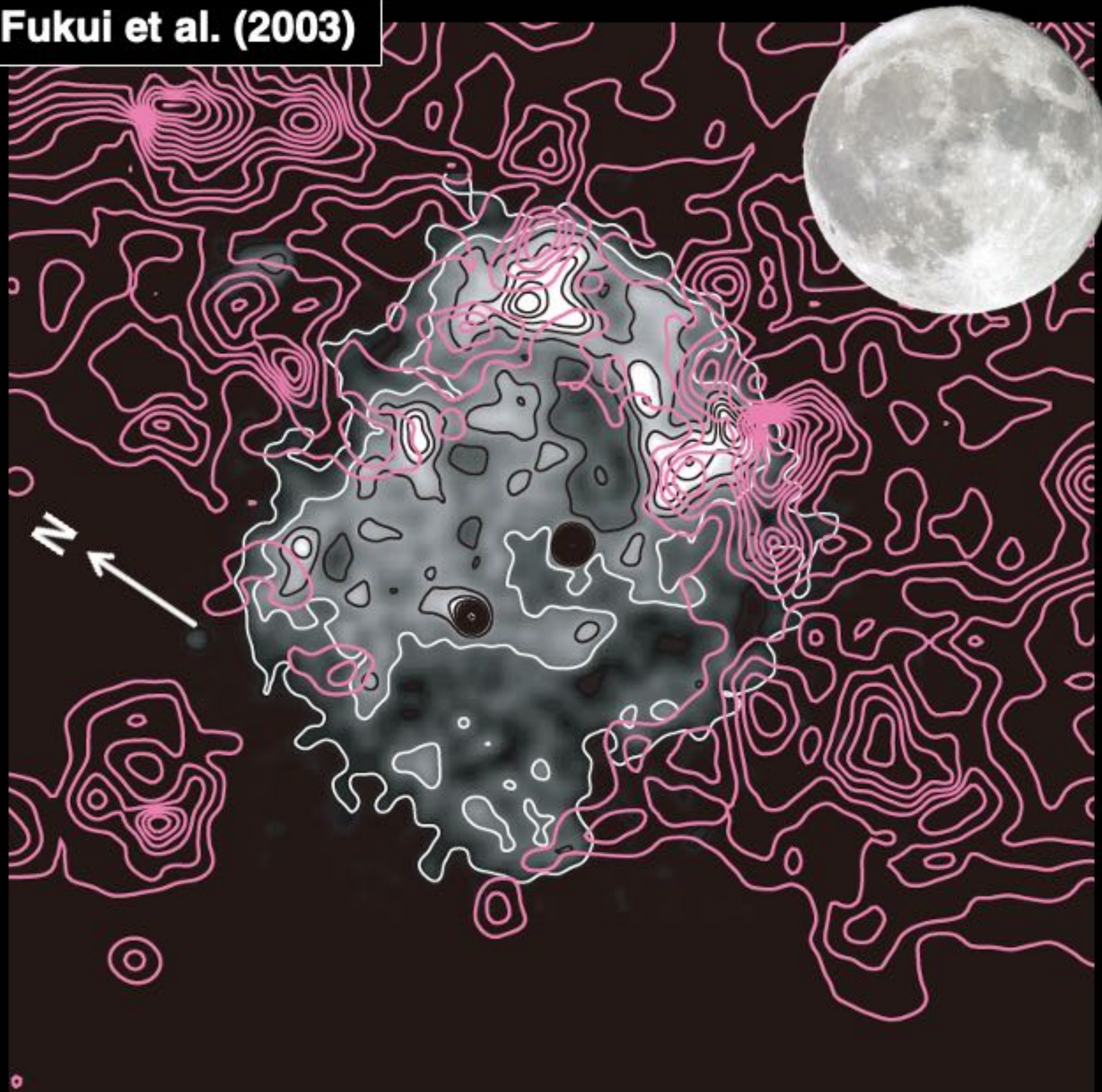


Image: RX J1713.7-3946 *ROSAT* X-rays
Contours: NANTEN $^{12}\text{CO}(J=1-0)$

RX J1713.7-3946 (G347.3-0.5)

- Shell-type SNR discovered by *ROSAT*
(Pfeffermann & Aschenbach 1996)
- Distance / Diameters : ~ 1 kpc / ~ 18 pc ($\sim 1^\circ$)
(e.g., Fukui et al. 2003; Cassam-Chenaï et al. 2004; Leike et al. 2021)
- Age : ~ 1600 yr (SN 393)
(Wang et al. 1997; Fukui et al. 2003; Tsuji & Uchiyama 2016)
- **Associated with molecular/atomic clouds**
→ **shock-cloud interaction with *B* amplification**
(e.g., Fukui et al. 2003, 2012, 2021; Moriguchi et al. 2005; Inoue et al. 2009, 2012; Sano et al. 2010, 2013, 2015, 2020; Maxted et al. 2012, 2013)
- TeV / GeV Gamma-rays
→ Steep vF_v spectrum + Hadron dominant
(e.g., Muraishi et al. 2000; Aharonian et al. 2004, 2006, 2007; Zirakashvili & Aharonian 2010; Abdo et al. 2011; Inoue et al. 2012; Gabici & Aharonian 2014; H.E.S.S. Collaboration 2018; Celli et al. 2019; Inoue 2019; Fukui et al. 2021)
- **Synchrotron X-rays** → **Time variation**
(e.g., Koyama et al. 1997; Slane et al. 1999; Hiraga et al. 2005; Uchiyama et al. 2007; Takahashi et al. 2008; Tanaka et al. 2008, 2020; Acero et al. 2009; Sano et al. 2015; Okuno et al. 2018; Tsuji et al. 2019; Kuznetsova et al. 2019; Higurashi et al. 2020)

Fukui et al. (2003)

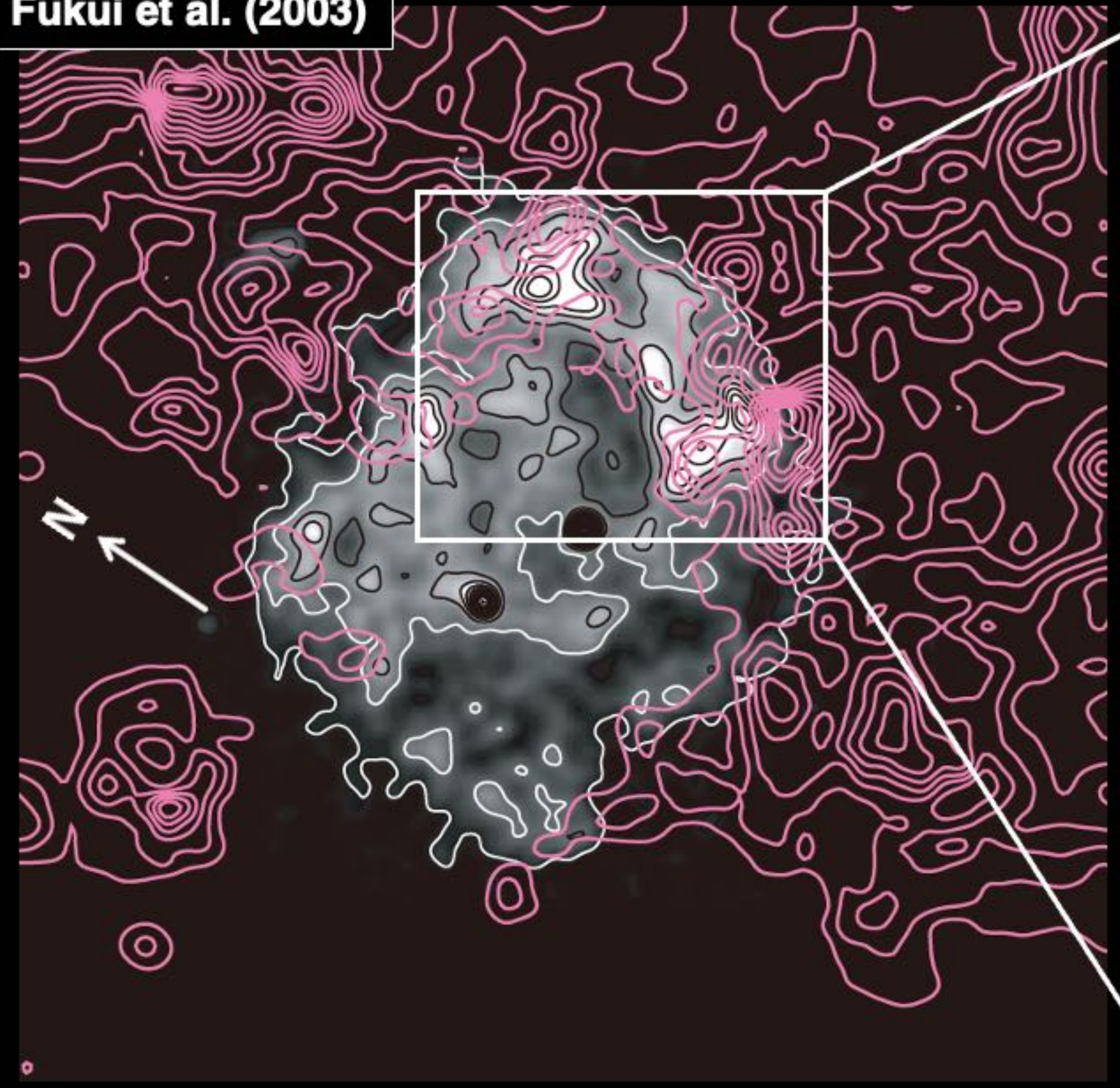


Image: RX J1713.7-3946 *ROSAT* X-rays
Contours: NANTEN $^{12}\text{CO}(J=1-0)$

Sano et al. (2010, 2013)

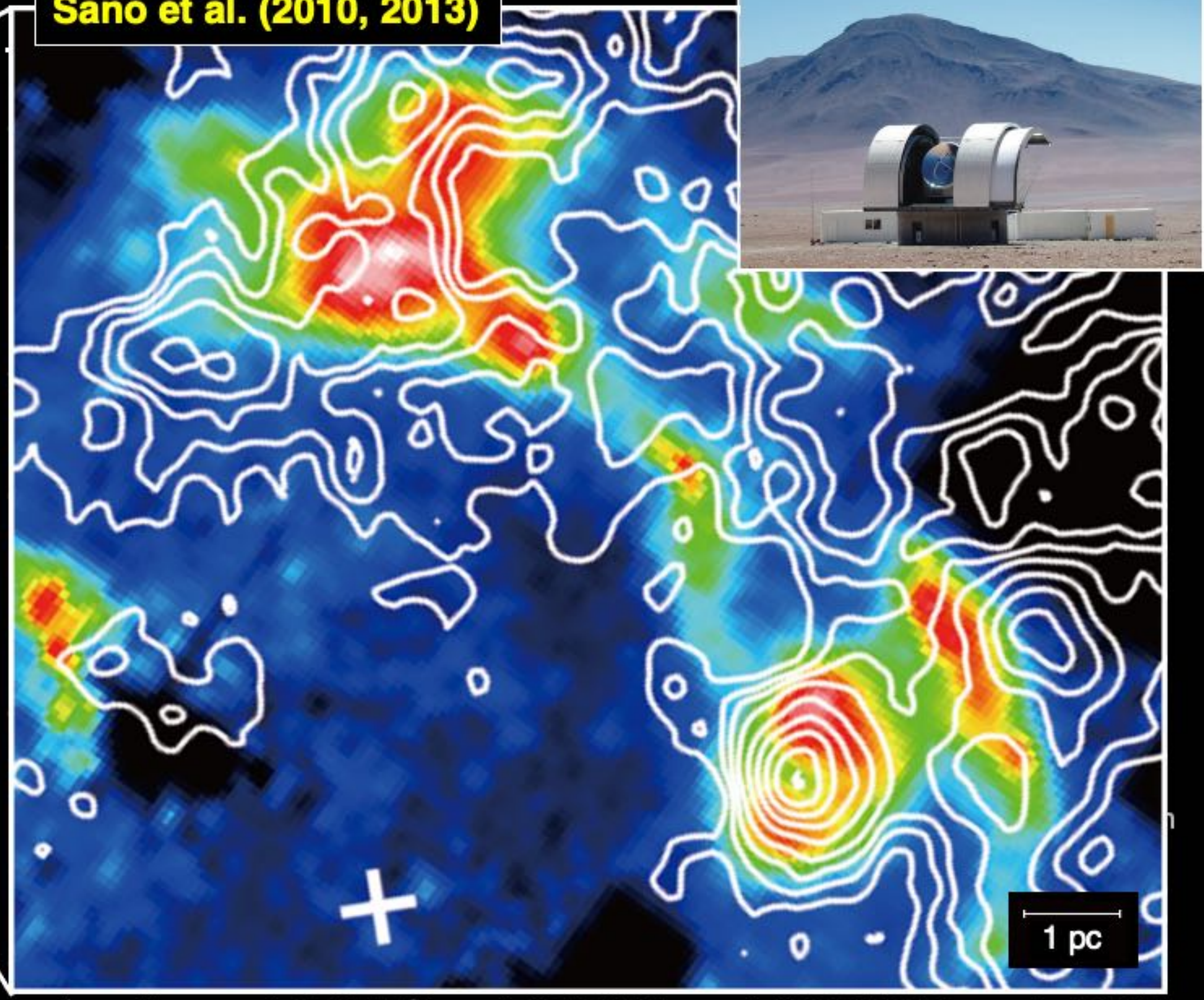


Image: Suzaku X-rays ($E: 5-10$ keV)
Contours: NANTEN2 $^{12}\text{CO}(J=2-1)$

(e.g. Kovama et al. 1997; Slane et al. 1999; Hiraga et al. 2005; Uchiyama et al. 2007; Acero et al. 2009; Sano et al. 2015; et al. 2019; Higurashi et al. 2020)

Fukui et al. (2003)

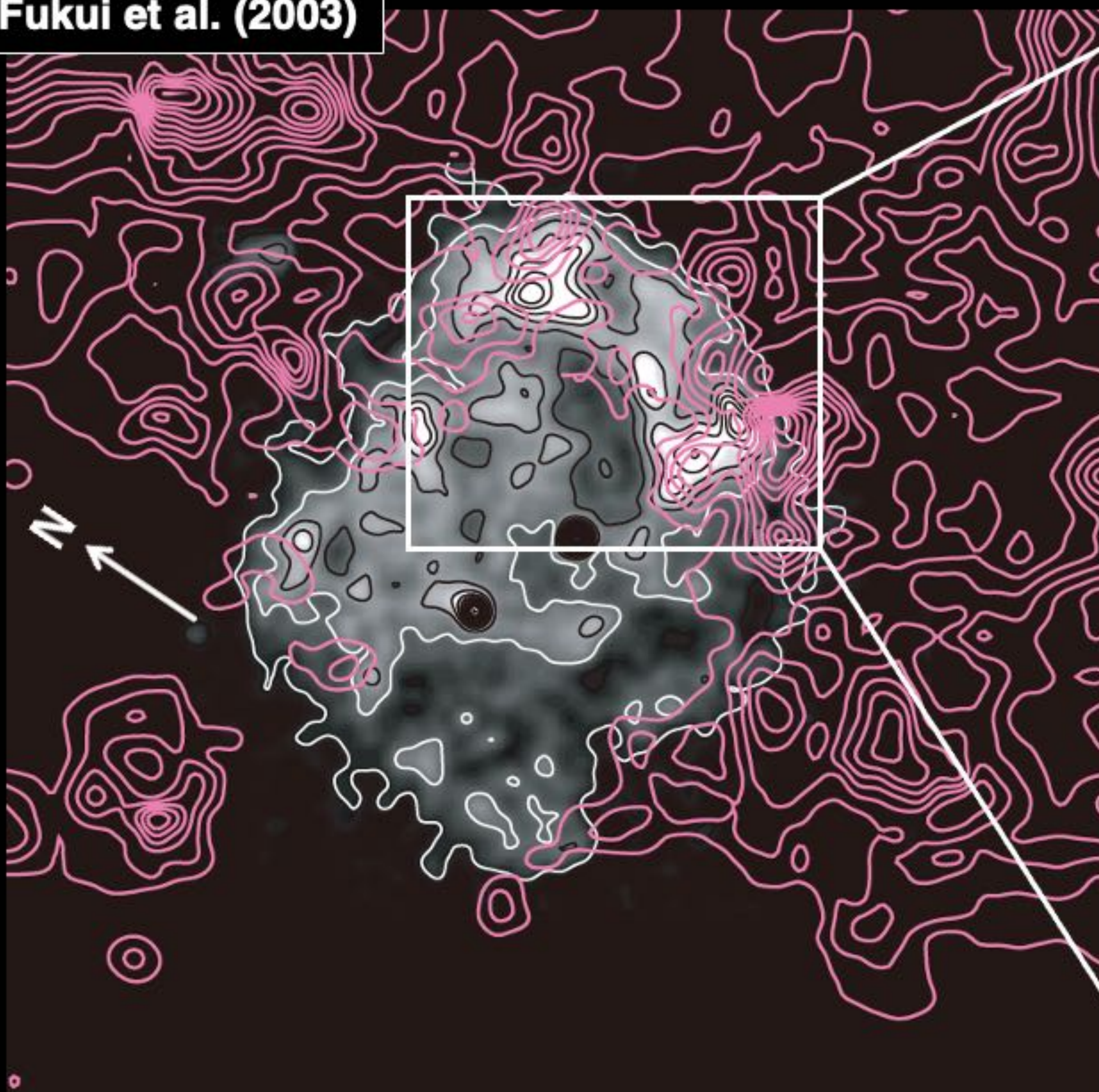


Image: RX J1713.7-3946 *ROSAT* X-rays
Contours: NANTEN $^{12}\text{CO}(J=1-0)$

Sano et al. (2015)

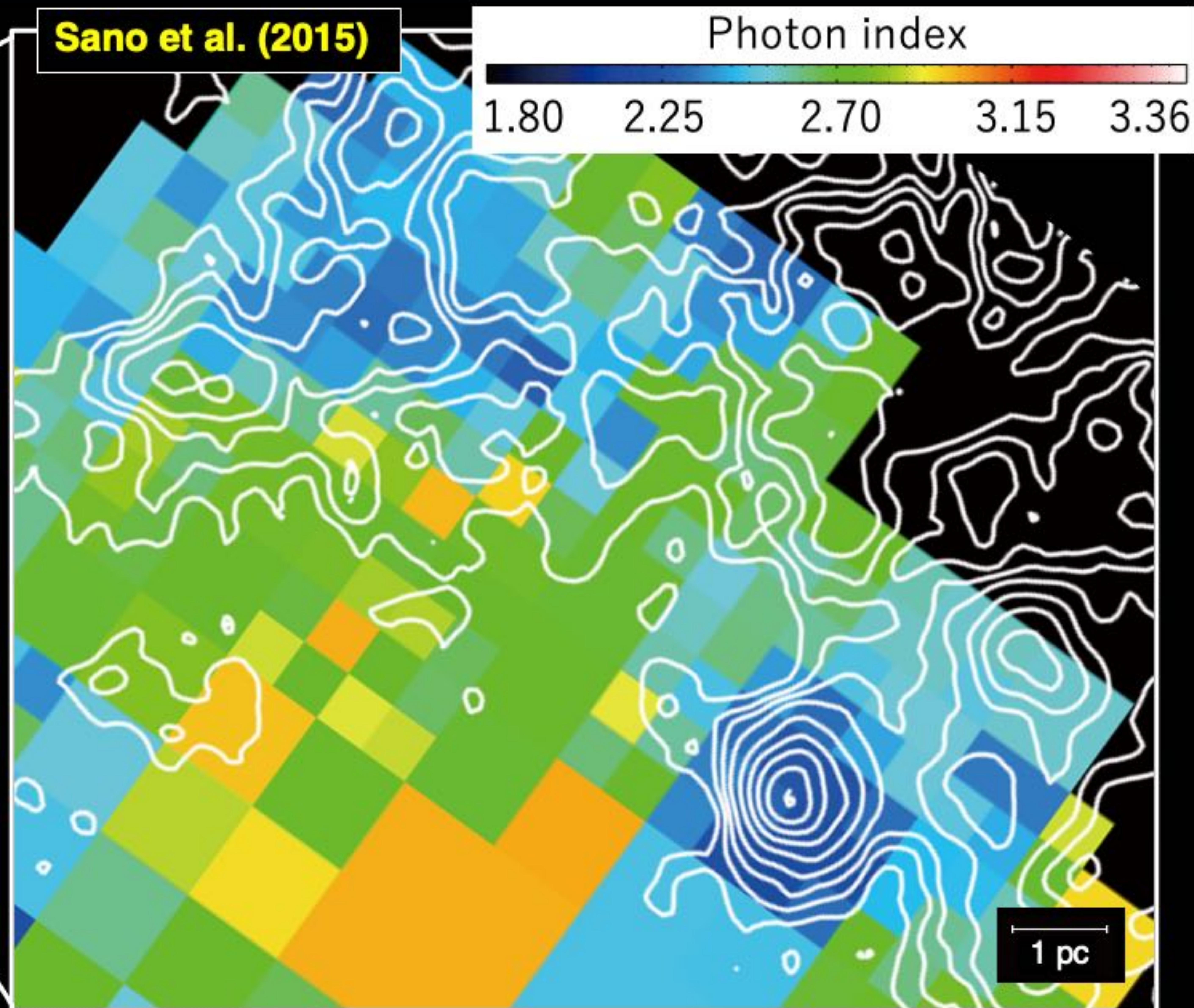


Image: Synchrotron X-ray photon index
Contours: NANTEN2 $^{12}\text{CO}(J=2-1)$

Fukui et al. (2003)

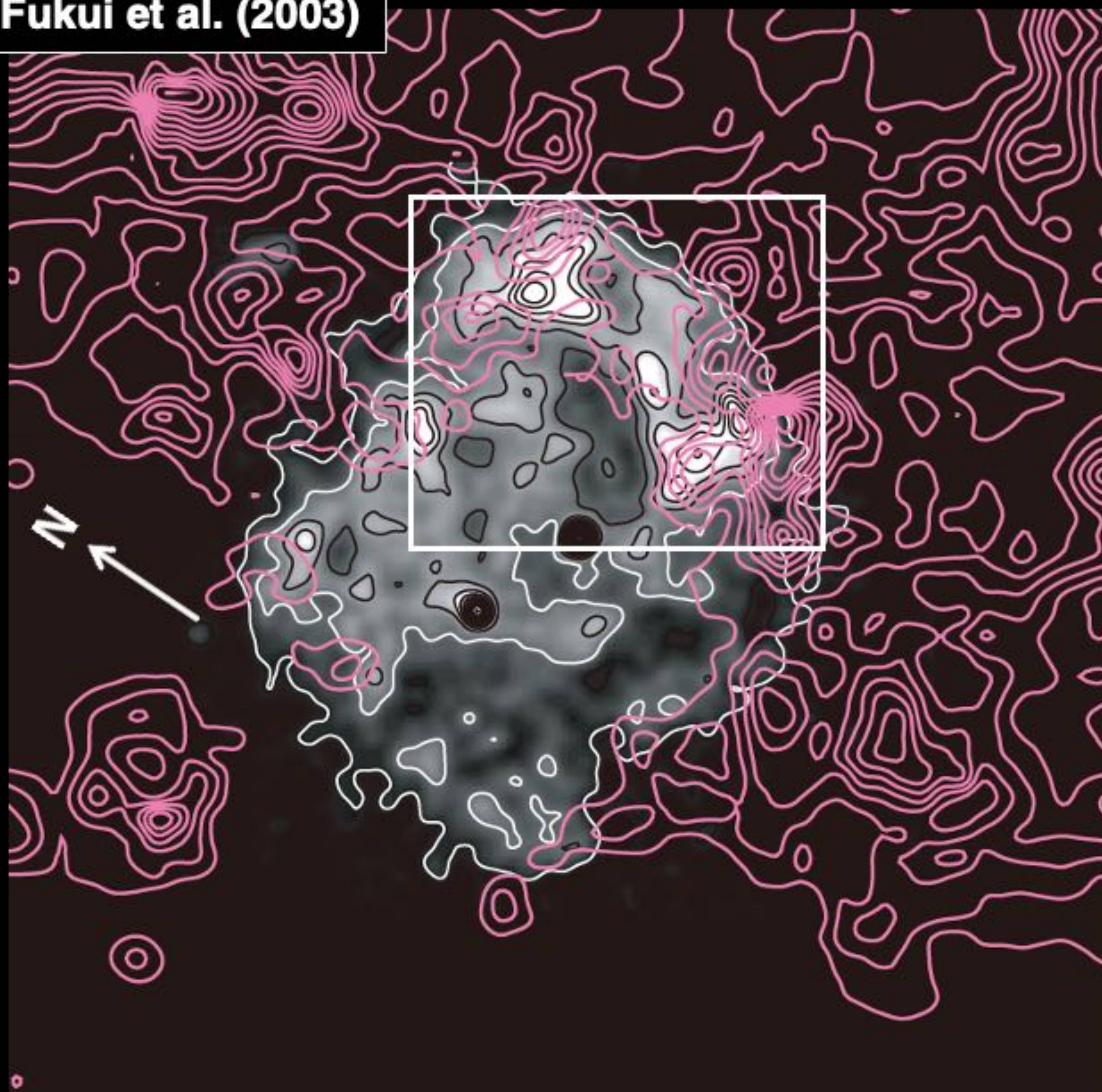
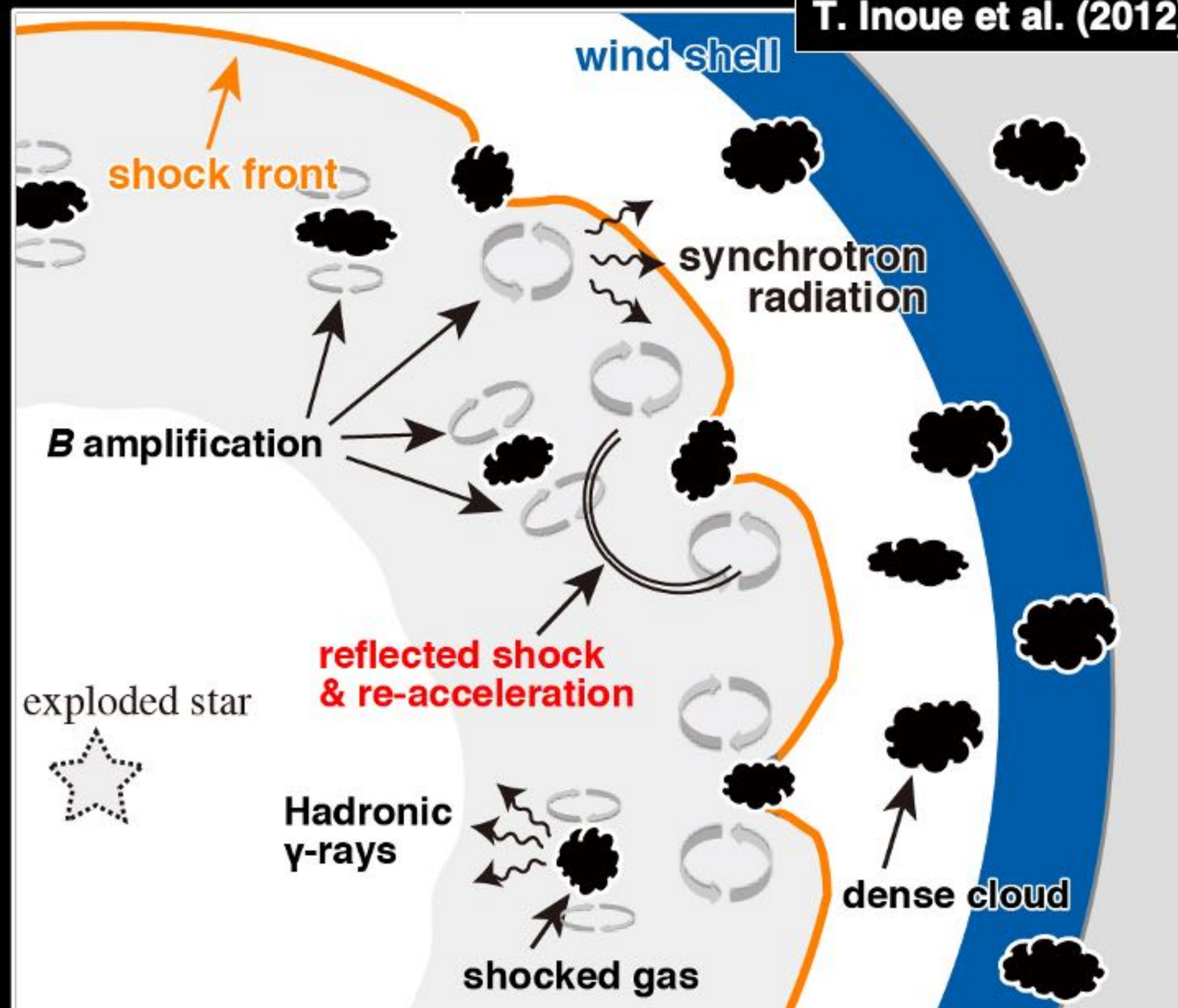


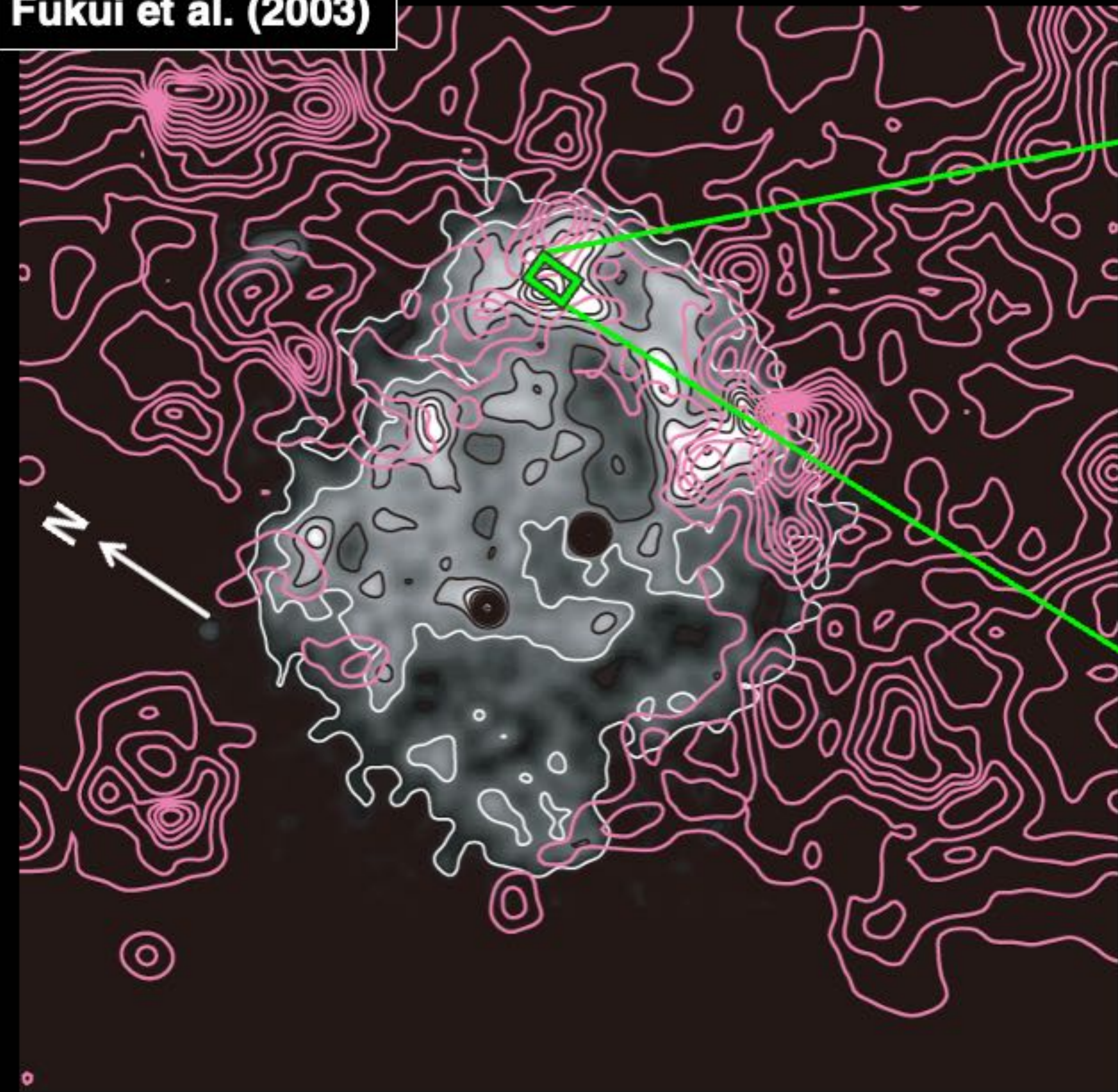
Image: RX J1713.7-3946 *ROSAT* X-rays
Contours: NANTEN $^{12}\text{CO}(J=1-0)$

T. Inoue et al. (2012)



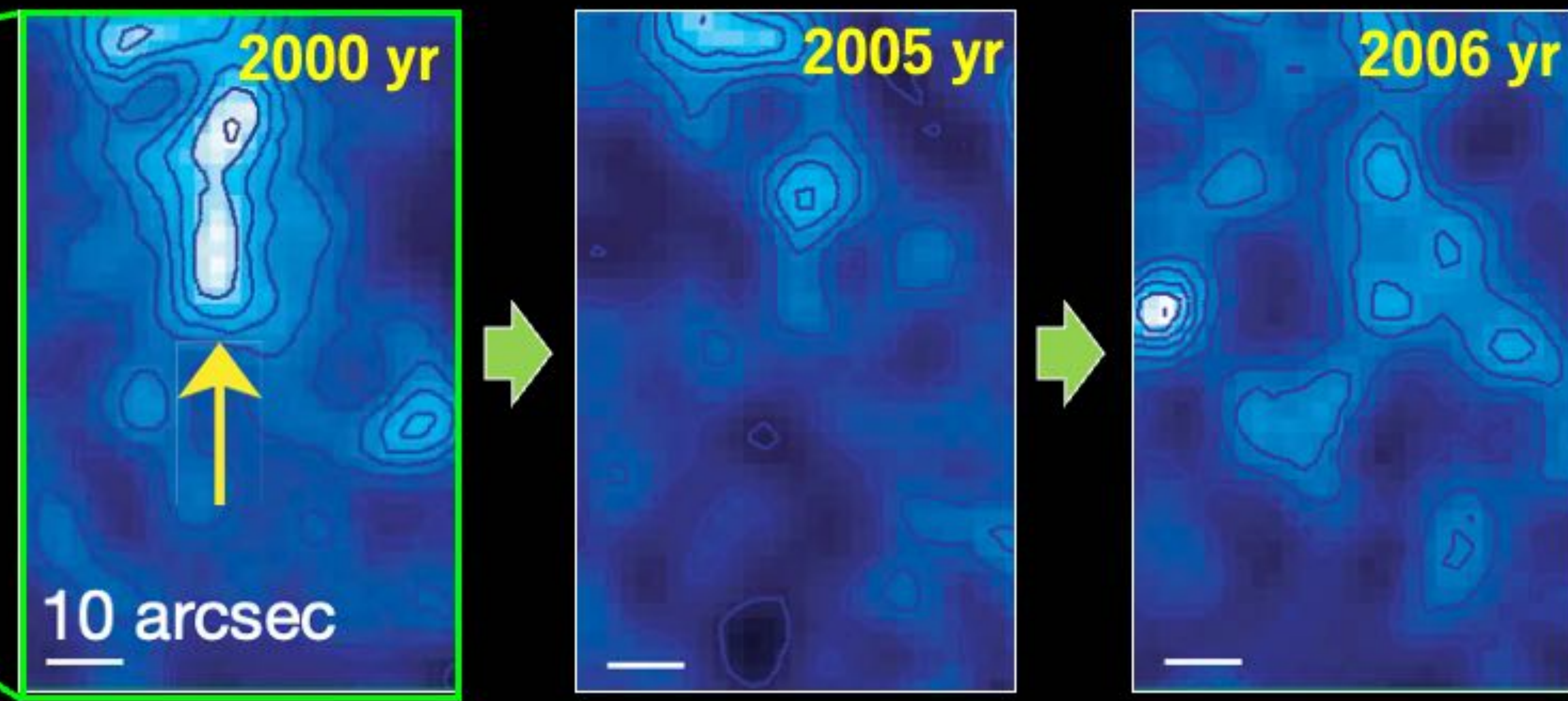
Schematic image of shock-cloud interaction
Cloud density: $\sim 10^3 \text{ cm}^{-3}$, Intercloud density: $\sim 0.01 \text{ cm}^{-3}$

Fukui et al. (2003)



Images: Chandra X-rays

Uchiyama et al. (2007)



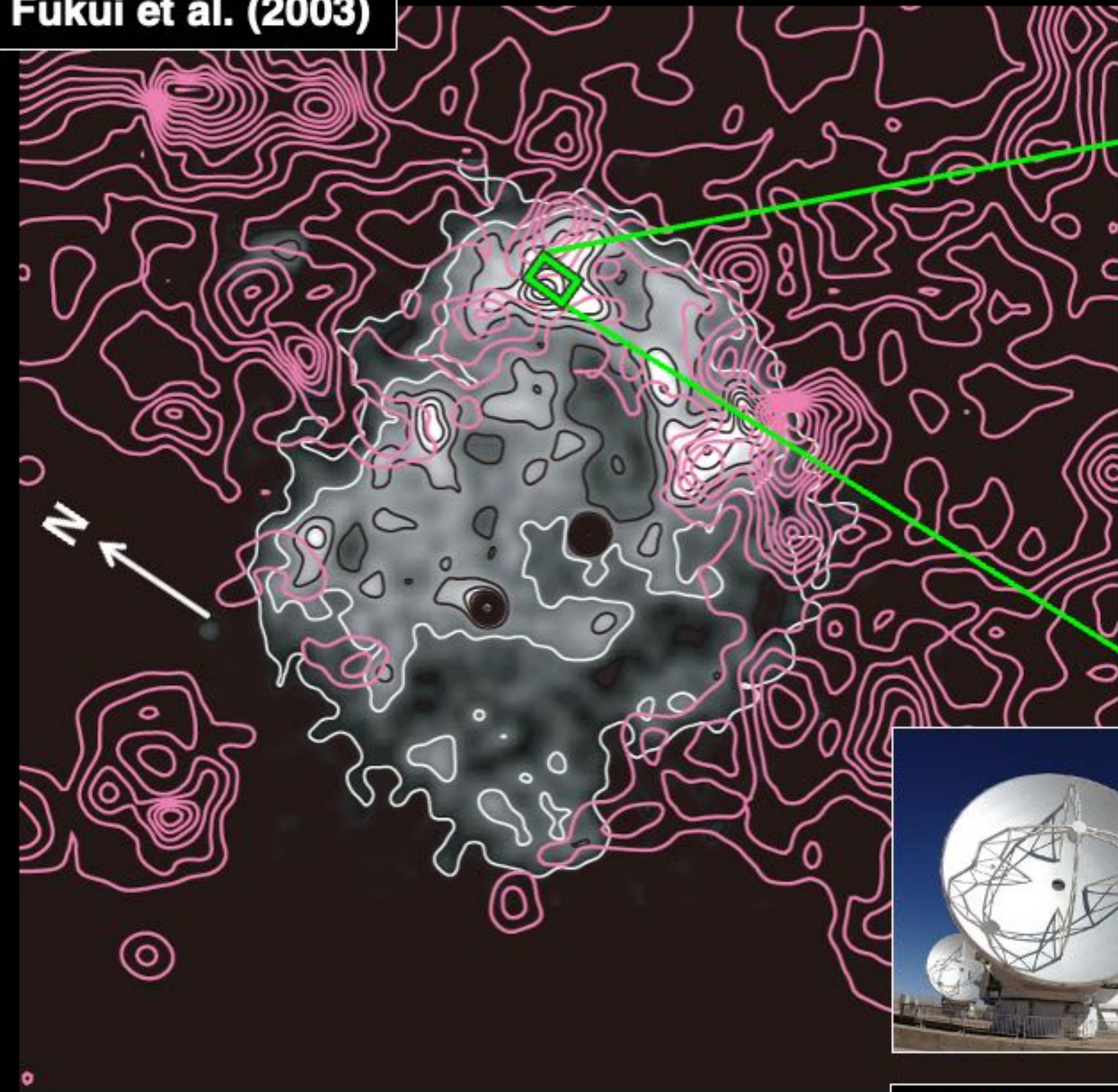
$$T_{\text{synch}} \sim 1.5 \left(\frac{B}{1 \text{ mG}} \right)^{-1.5} \left(\frac{\epsilon}{1 \text{ keV}} \right)^{-0.5} (\text{yr})$$

$$T_{\text{acc}} \sim 1\eta \left(\frac{B}{1 \text{ mG}} \right)^{-1.5} \left(\frac{\epsilon}{1 \text{ keV}} \right)^{0.5} \left(\frac{V_s}{3000 \text{ km s}^{-1}} \right)^{-2} (\text{yr})$$

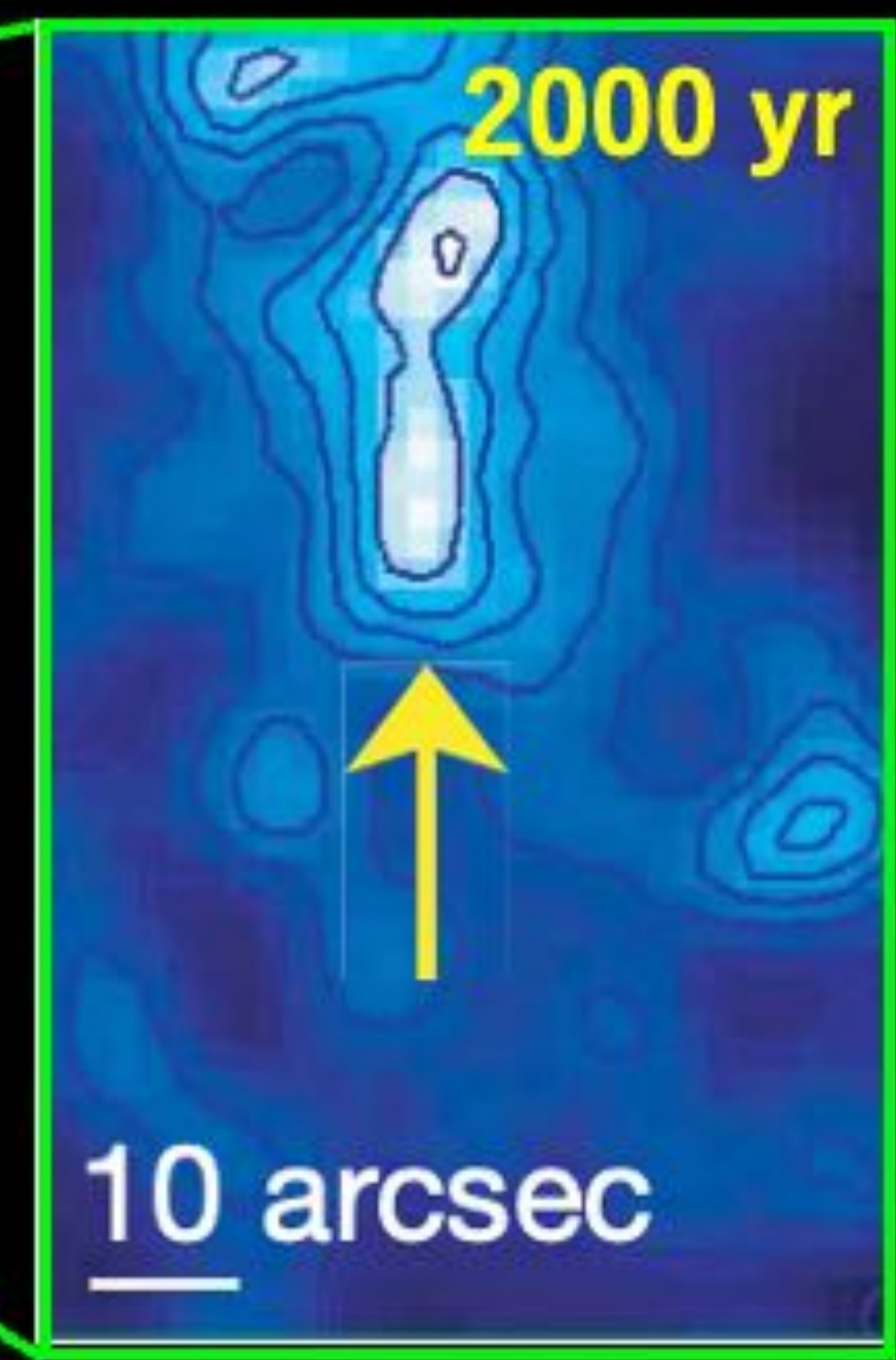
Image: ROSAT X-rays
Contours: NANTEN $^{12}\text{CO}(J=1-0)$

**X-ray hot spot shows $B \sim 1$ mG at 10 arcsec (~ 0.05 pc) scales
 → Tiny clouds should be expected near the X-ray hot spots!?**

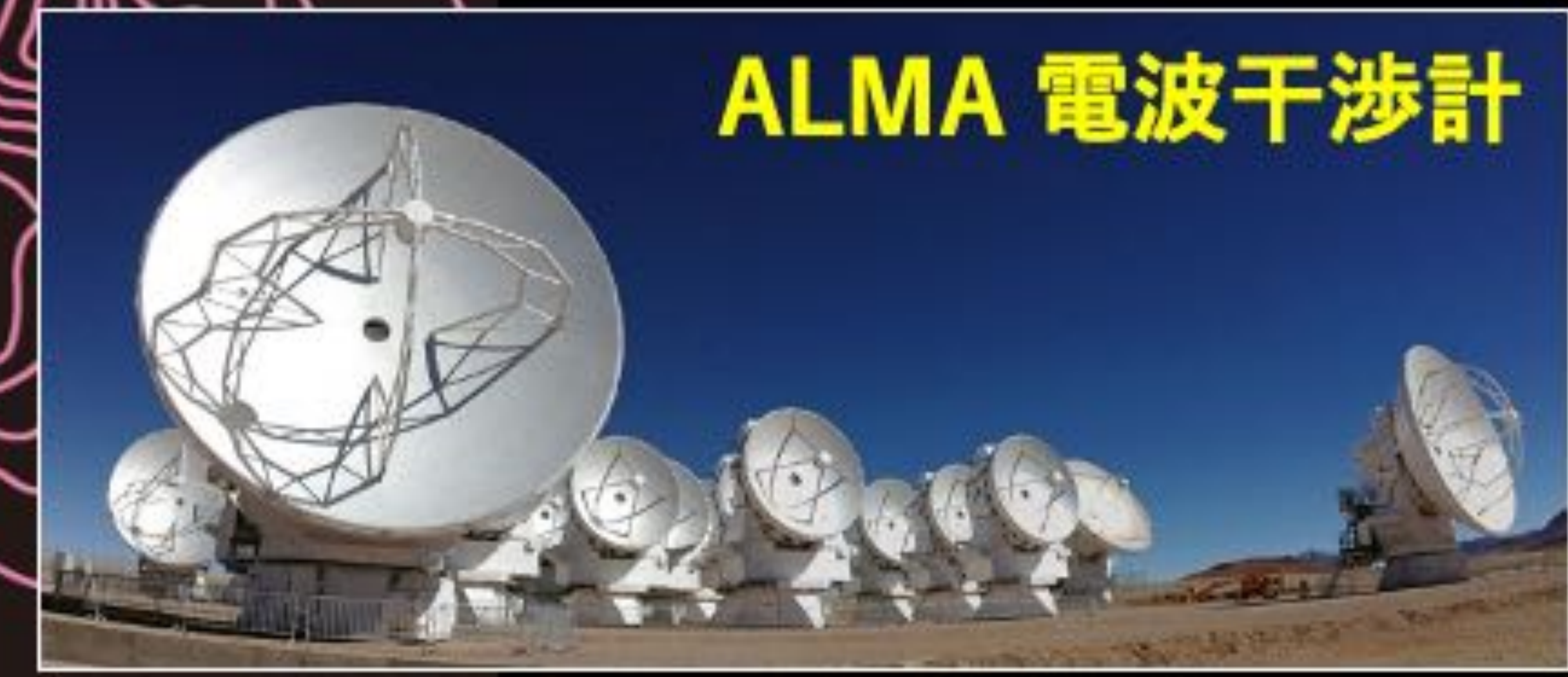
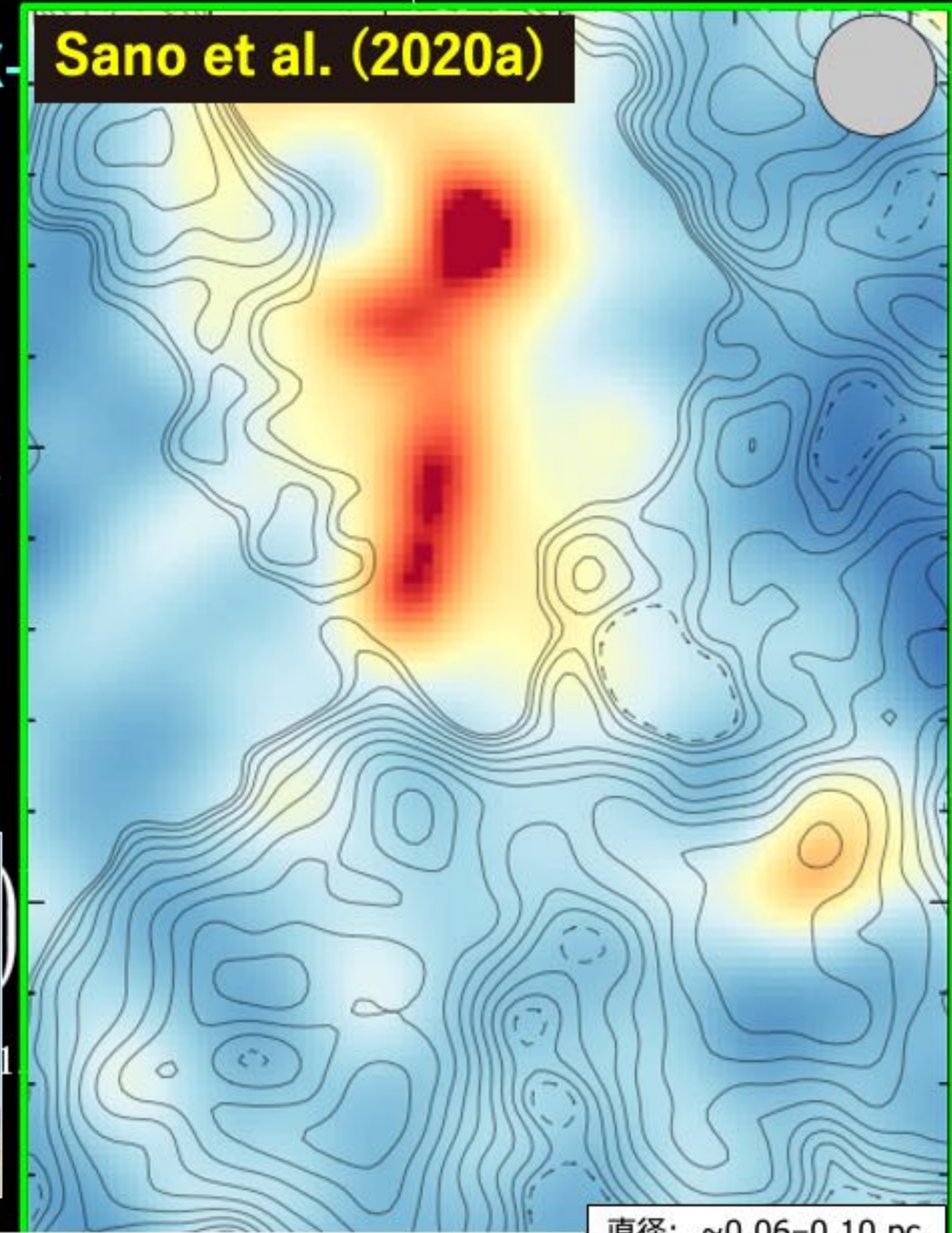
Fukui et al. (2003)



Images: Chandra X-



Sano et al. (2020a)



ALMA 電波干渉計

Image: ROSAT X-rays
Contours: NANTEN $^{12}\text{CO}(J=1-0)$

画像: X線 (Chandra, smoothed)
等高線: 分子雲 (ALMA, $\Delta\theta \sim 3''$ or ~ 0.02 pc)

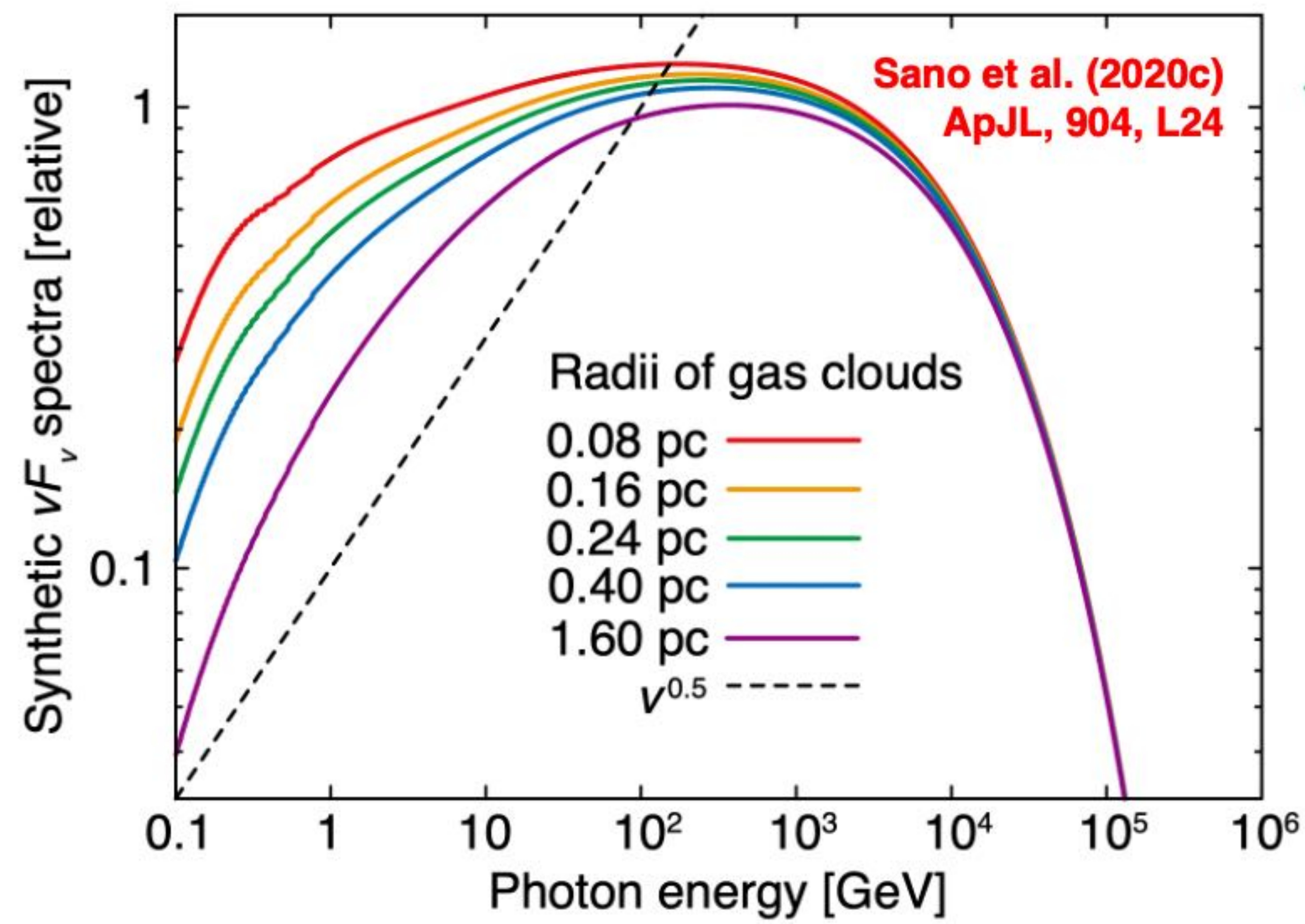
直径: $\sim 0.06-0.10$ pc
 質量: $\sim 0.1-0.5 M_{\odot}$
 密度: $\sim 10^4 \text{ cm}^{-3}$

hot spots!?

$$l_{pd} \simeq (\kappa_d t)^{1/2} = 0.1 \eta^{1/2} \left(\frac{E}{10 \text{ TeV}} \right)^{1/2} \left(\frac{B}{100 \mu\text{G}} \right)^{-1/2} \left(\frac{t_{age}}{10^3 \text{ yr}} \right)^{1/2} \text{ pc},$$

Inoue et al. (2012)

l_{pd} : penetration depth,
 η : gyro factor,
 E : CR proton energy,
 B : magnetic field,
 t_{age} : SNR age



← ガンマ線のスペクトル変調

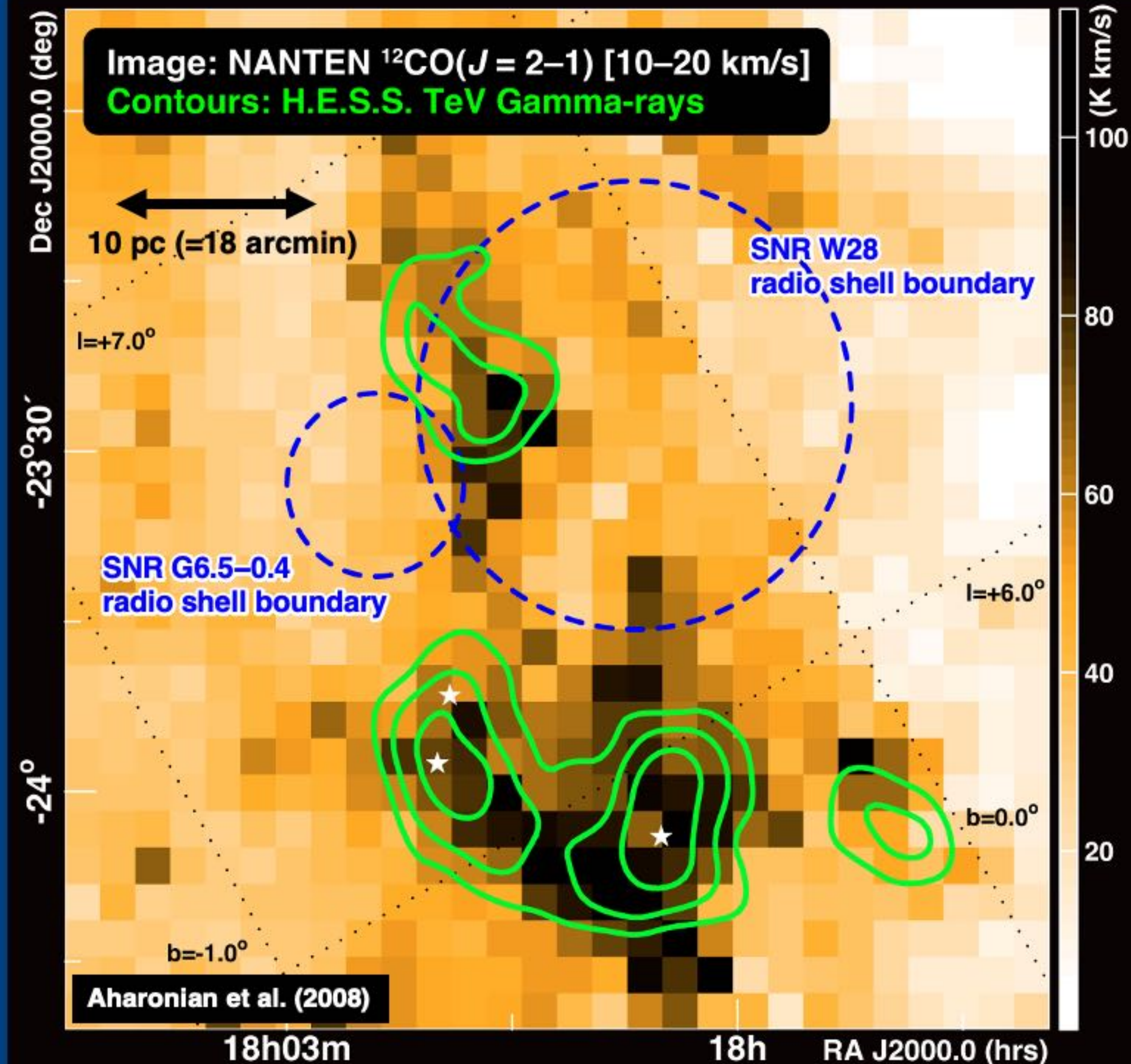
低エネルギー陽子は、分子雲内まで浸透できず、実効的なターゲット ISM の量が減る。

$$k_B T_c = \frac{3}{16} m_p v_{sh,c}^2 = 2 \times 10^{-4} \left(\frac{v_{sh,d}}{3000 \text{ km s}^{-1}} \right)^2 \left(\frac{n_d}{0.01 \text{ cm}^{-3}} \right) \times \left(\frac{n_c}{10^3 \text{ cm}^{-3}} \right)^{-1} \text{ keV}.$$

Inoue et al. (2012)

↑ 熱的 X 線放射の抑制

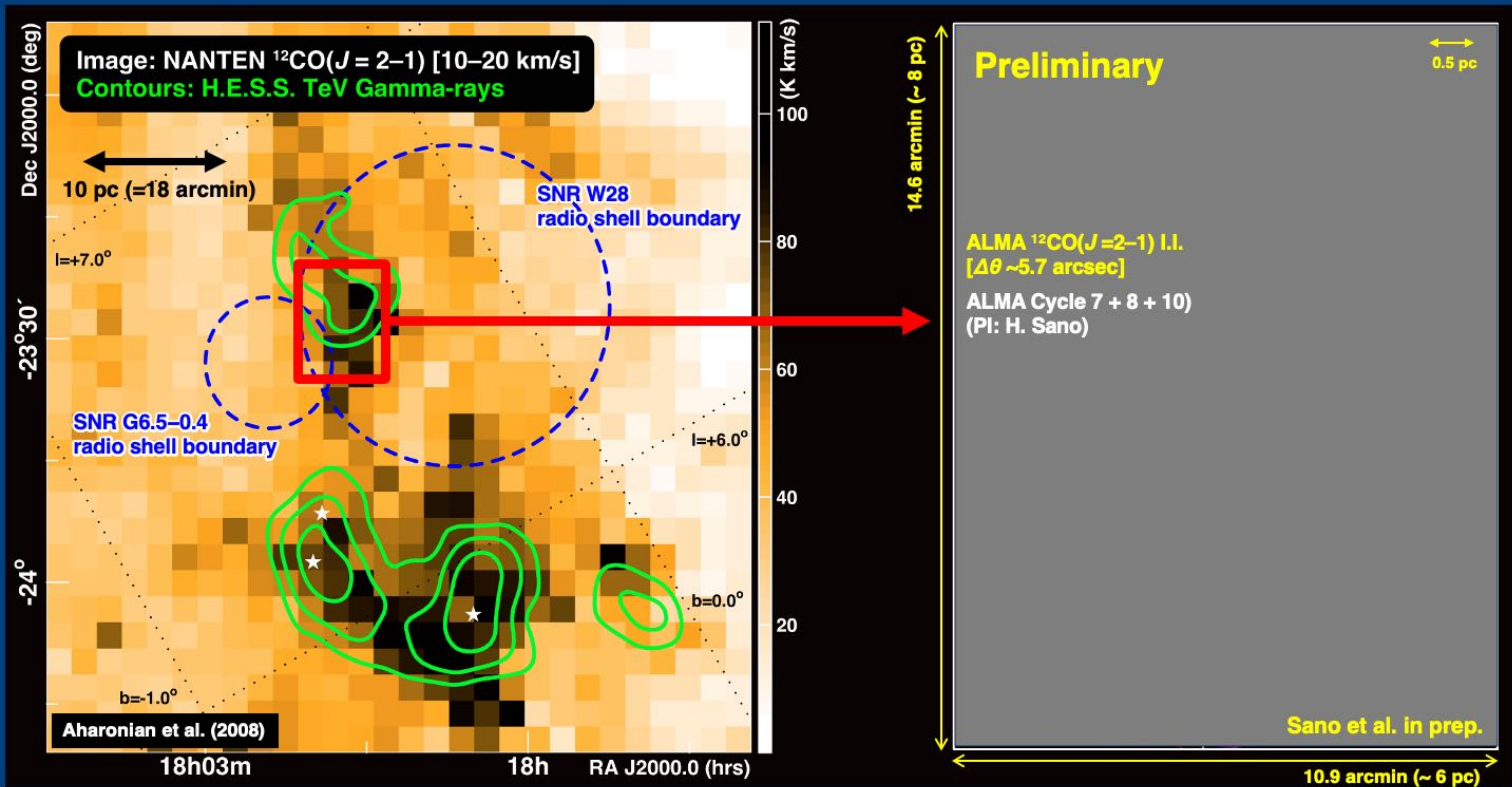
Cloud と inter-cloud の密度差が大きいと、衝撃波速度が急減し熱的 X 線を放射できない。



SNRシェルで加速された宇宙線は、どのように拡散(エスケープ)し、周辺分子雲中に拡散(浸透)していくか

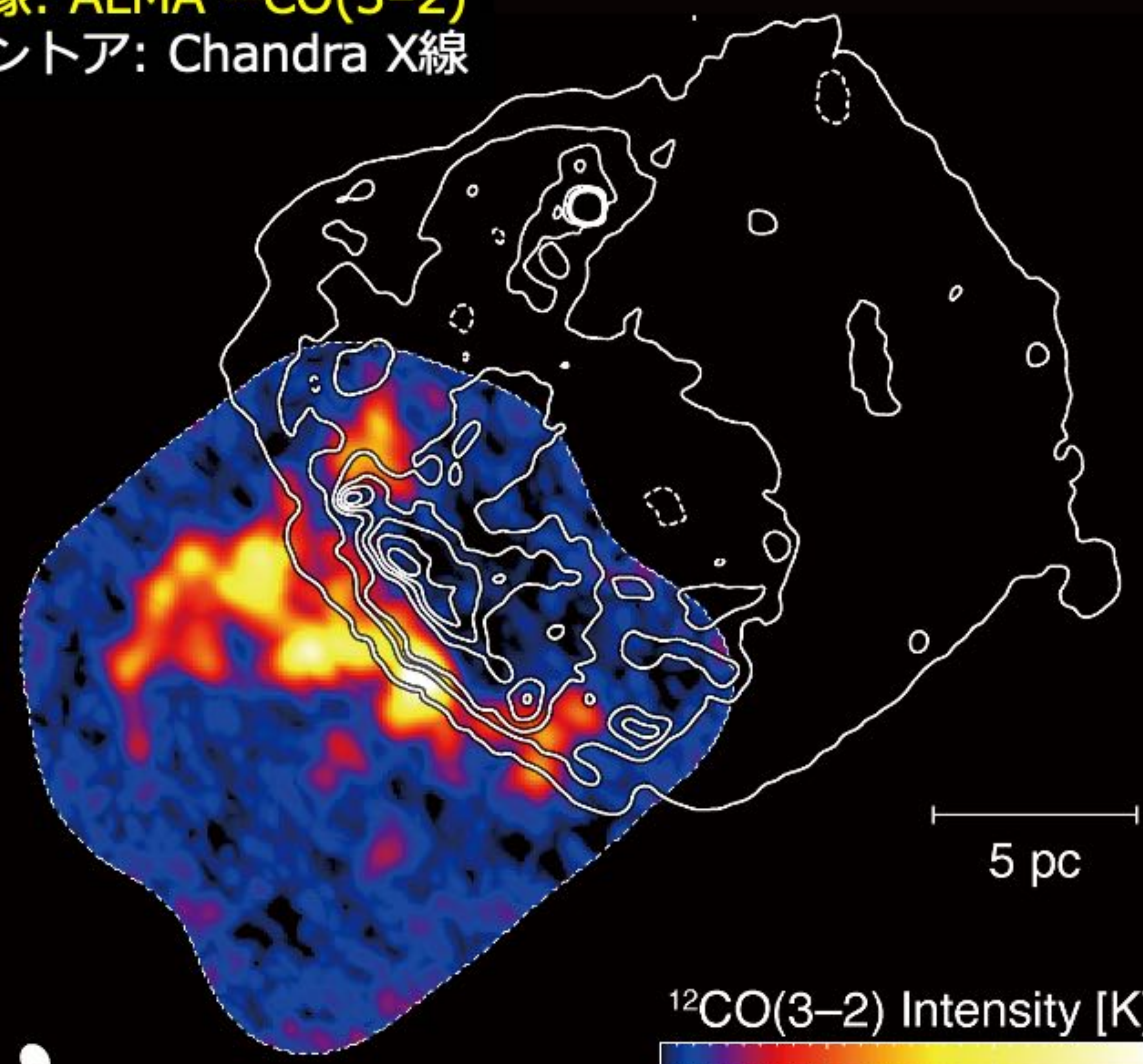
SNR W28

- **Core-collapse / Mixed morphology**
 (e.g., Manchester et al. 1985; Rho & Petre 1998)
- **Diameter : ~27 pc (or 48 arcmin)**
 (e.g., Dickel et al. 1993; Warren et al. 2003; Bozzetto et al. 2017)
- **Age : 33,000–42000 年**
 (Kaspi et al. 1993; Velazquez et al. 2002; Li & Chen 2010)
- **Distance : 1.9 kpc**
 (e.g., Velazquez et al. 2002)
- **Thermal X-rays + RRC + Fe K**
 (e.g., Sawada & Koyama 2012; Pannuti et al. 2017; Okon et al. 2018)
- **Hadronic GeV/TeV Gamma-rays**
 (Aharonian et al. 2008; Abdo et al. 2010; Giuliani et al. 2010)
- **Shocked molecular clouds + OH maser**
 (e.g., Wootten 1981; Frail et al. 1994; Claussen et al. 1997; Arikawa et al. 1999; Yusef-Zadeh et al. 2003; Nicholas et al. 2011, 2012)



大マゼラン雲の超新星残骸 N49

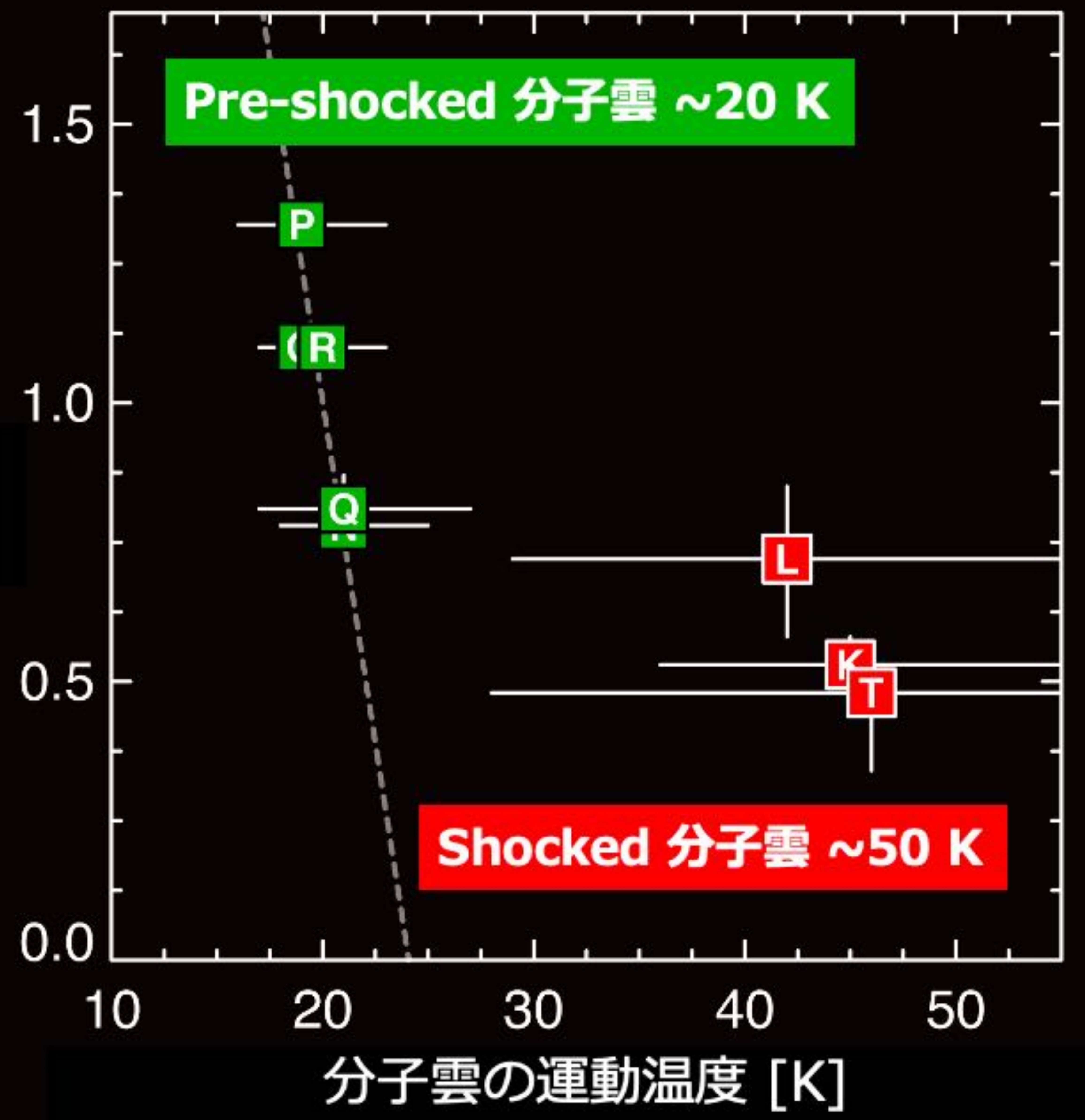
画像: ALMA $^{12}\text{CO}(3-2)$
コントア: Chandra X線



$^{12}\text{CO}(3-2)$ Intensity [K]
0.0 1.5 3.0 4.5

ALMA

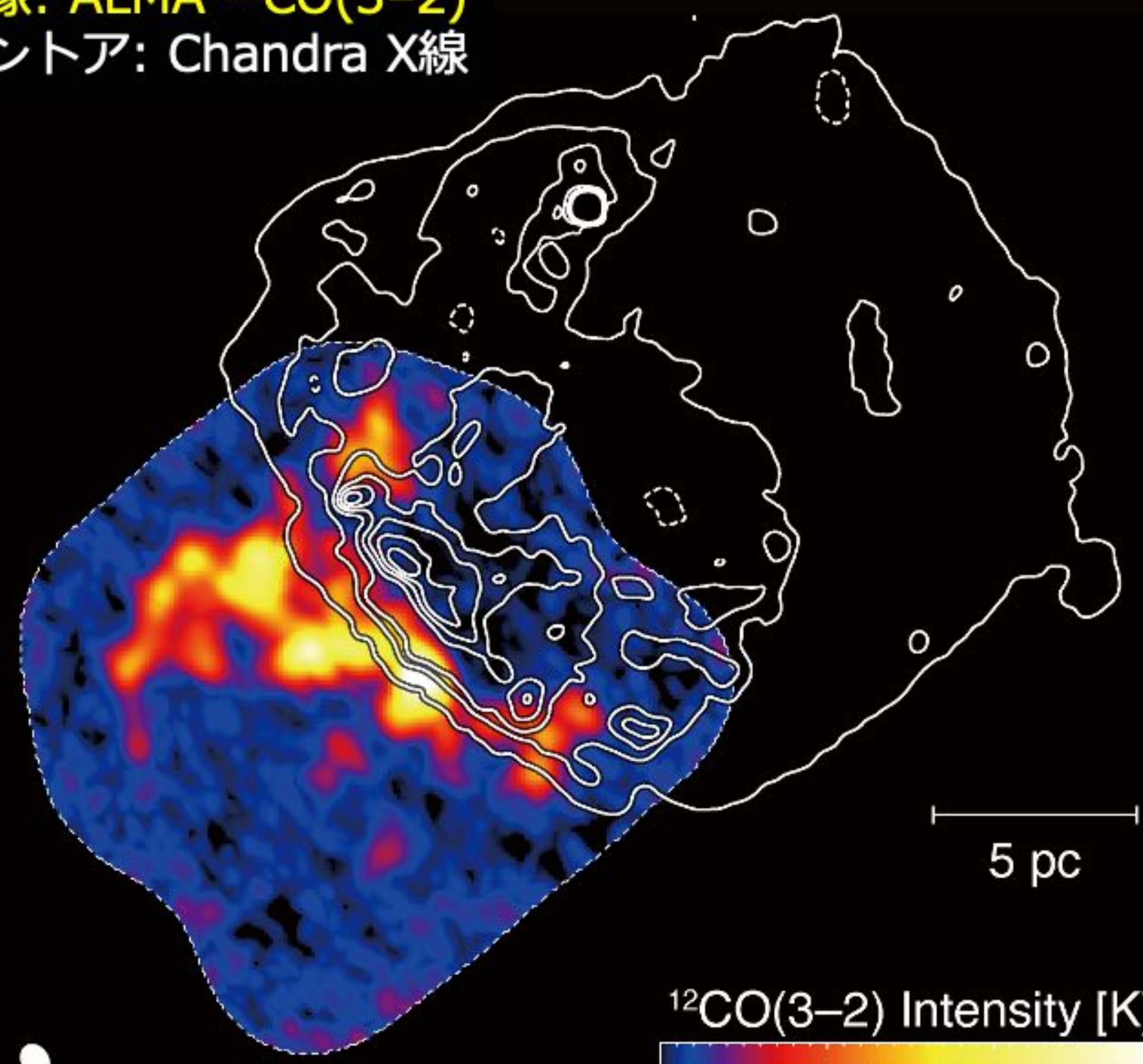
分子雲の H_2 個数密度 [$\times 10^3 \text{ cm}^{-3}$]



Sano et al. (2023) submitted to ApJ

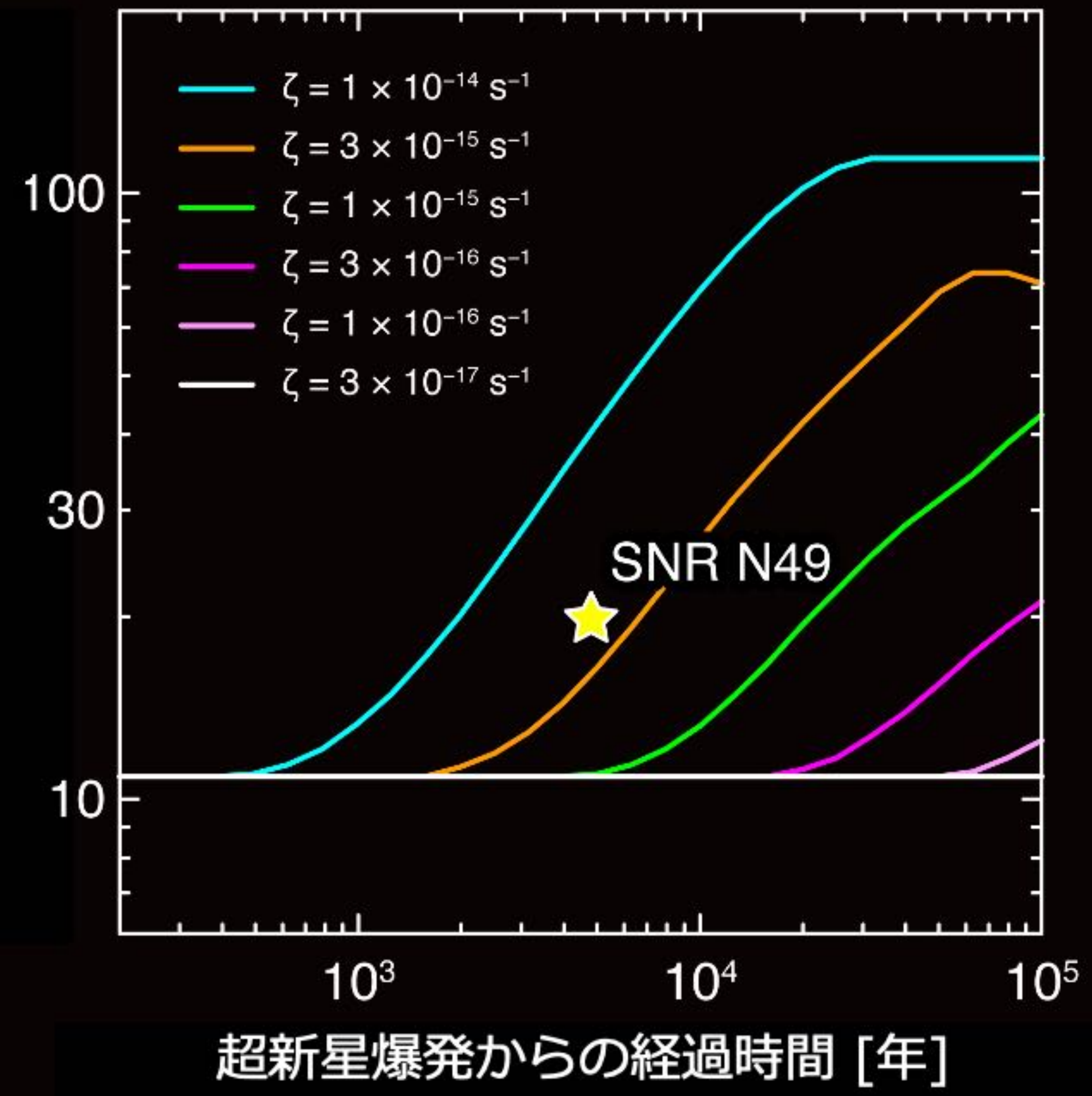
大マゼラン雲の超新星残骸 N49

画像: ALMA $^{12}\text{CO}(3-2)$
コントア: Chandra X線



ALMA

分子雲の運動温度 [K]



Sano et al. (2023) submitted to ApJ



銀河宇宙線 ($E < 3$ PeV) の加速源としての「超新星残骸」

衝撃波統計加速(DSA)で、被加速宇宙線の冪型スペクトルや最大加速エネルギー、銀河系内のエネルギー収支などを説明可能。

陽子起源ガンマ線を特定する

ガンマ線スペクトルのみでは、電子・陽子起源ガンマ線の分離は困難。

- ➡ 陽子起源の場合、超新星残骸に付随する星間ガスとガンマ線分布が相関。
- ➡ 陽子/電子起源ガンマ線の定量分離や、被加速宇宙線エネルギーの定量までできた。

衝撃波-星間ガス相互作用

星間ガスの粒状分布が、X線や乱流磁場の増幅、被加速電子エネルギーの上昇に本質的。

宇宙線の加速機構から拡散過程までの全容解明に向けて

ALMAを用いた高角度分解能 CO 観測により、宇宙線の拡散に起因する物理を紐解く。