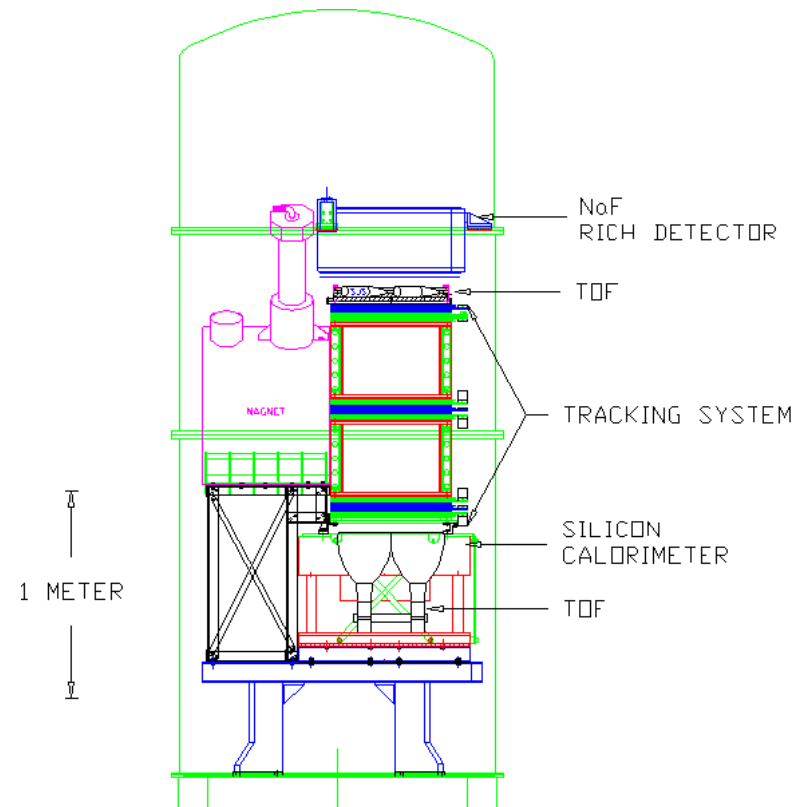
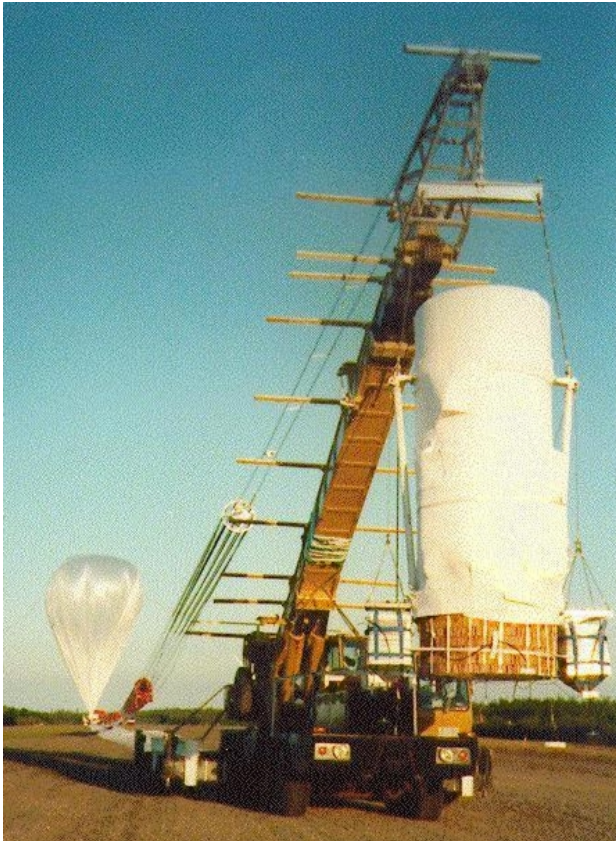


Astrofisica Nucleare e Subnucleare

Cosmic Ray Astrophysics - II

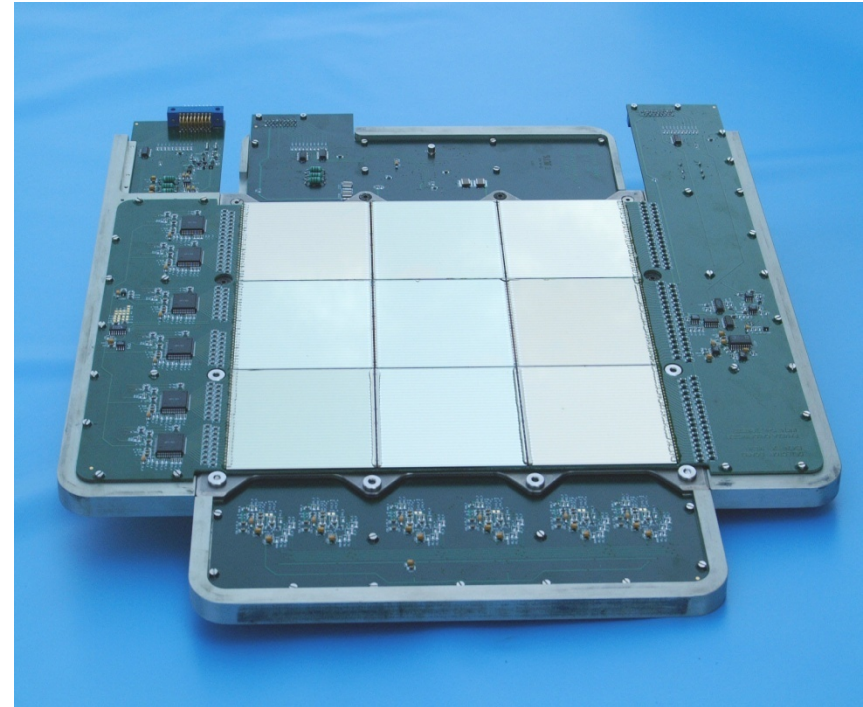
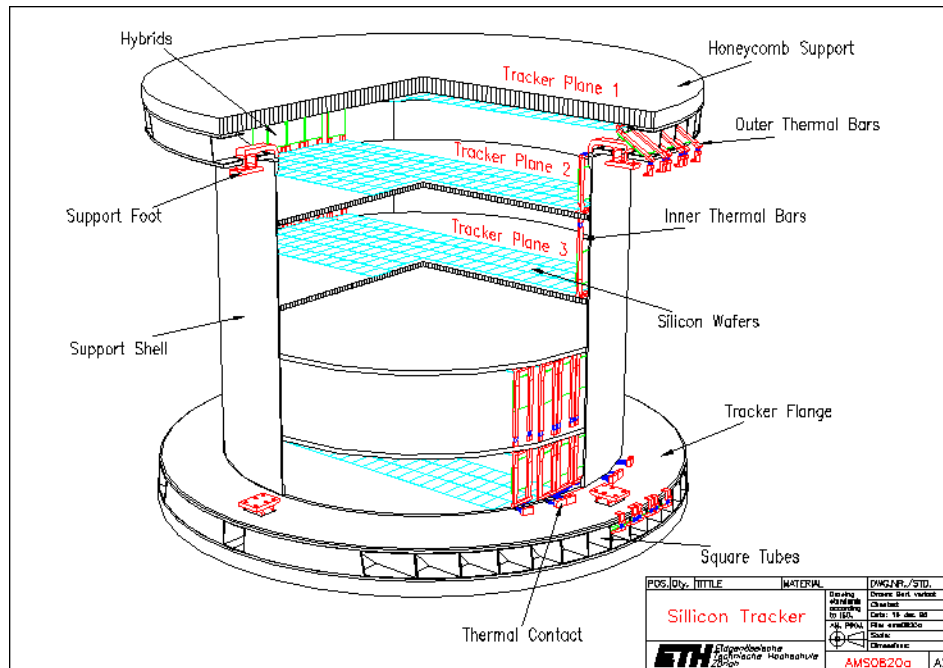
Esperimenti per misure dirette di RC

CR detectors



Space like environment for balloon experiments. Balloons are a valuable tool for scientific CR and atmospheric research

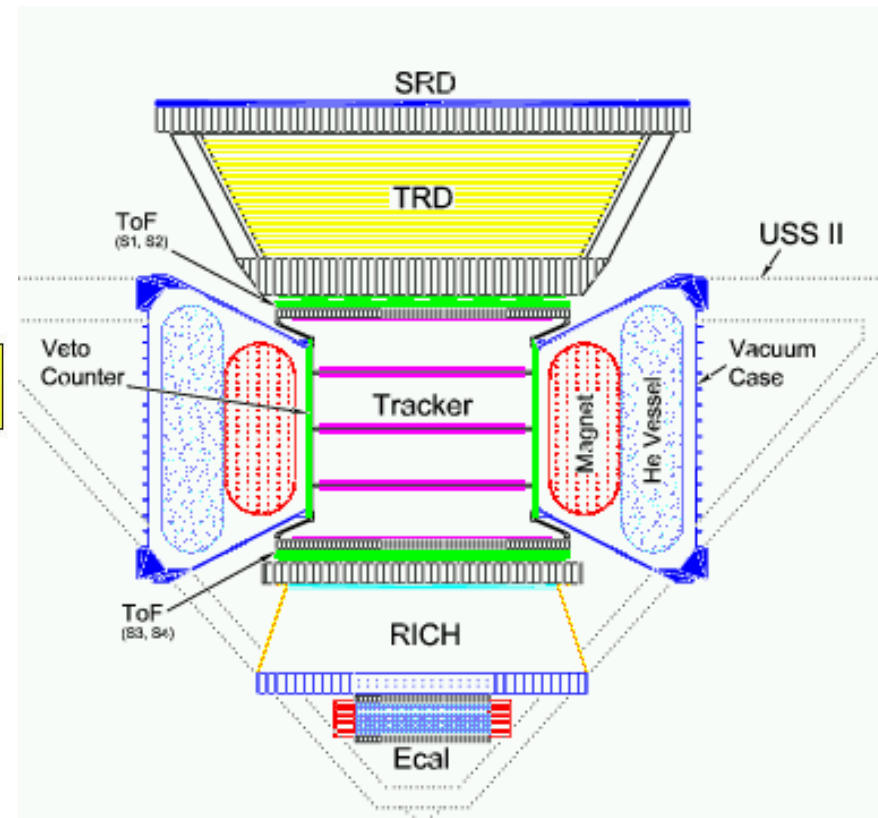
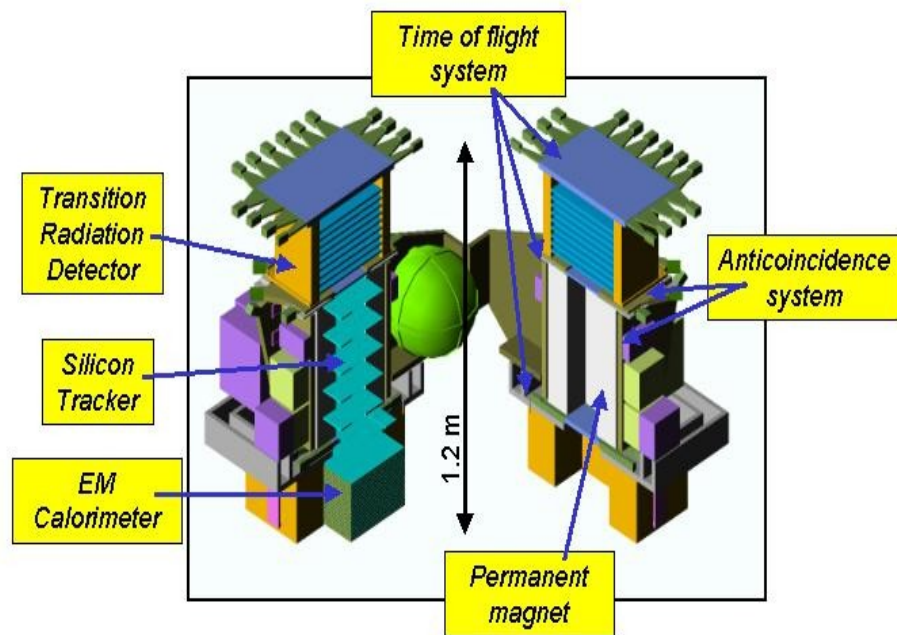
CR detectors



The **Tracking Detectors** are used to image the paths taken by charged particles. To measure the momentum of the particles the detectors sit in a magnetic field, which causes the trajectories of the particles to bend. The amount of bending depends on the momentum of the particle: very high momentum particles travel in almost straight paths, low momentum particles make tight spirals.

The **Calorimeter** is a composite detector using total absorption of particles to measure the energy and position of incident particles or jets. In the process of absorption *showers* are generated by cascades of interactions,

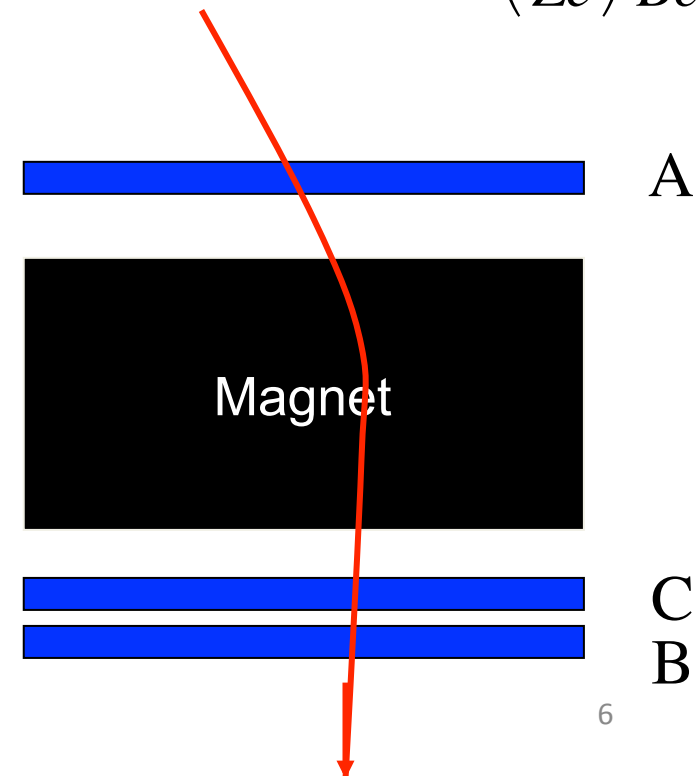
CR detectors



Identificazione di particelle

- Identificazione di particelle = massa, carica, energia/impulso
- Spettrometro: strumento per la misura della rigidità $R = \frac{pc}{Ze}$ in campo magnetico. B è noto, Z e p possono essere misurati
- La risoluzione nella misura dell'impulso è dipende dalla precisione nella misura della traccia e dallo scattering multiplo della traccia all'interno del magnete.
- Un sistema di tempo di volo (ToF) (ad esempio A,C sono 2 contatori a scintillazione o contatori proporzionali) fornisce la misura di dE/dx (ossia Z^2), tempo, posizione e **trigger**. La misura del ToF tra due posizioni note fornisce la velocità della particella. Da r_L si ottiene la massa della particella.
- Talvolta, un rivelatore distruttivo (calorimetro) può essere usato per avere una misura indipendente dell'energia totale della particella.

$$r_L = \left(\frac{pc}{Ze} \right) \frac{1}{Bc}$$



Esperimenti nello spazio

- **Sviluppi recenti:** esperimenti nello spazio (PAMELA, AMS, altri) finalizzati alla misura diretta di RC e della **ricerca di antimateria**.
- Spettrometri: misurano la carica dei RC → RC, antinuclei.
- Occorre però un campo magnetico → magneti nello spazio, superconduttori, criogenia → pesanti, costosi!
- Identificazione di particelle: occorre una ottima discriminazione di particelle per separare elettroni da antiprotoni. Occorrono diversi strumenti a seconda dell'energia della particella:
 - **Low energy:** TOF, Cherenkov
 - **High energy:** RICH, TRD, calorimetri elettromagnetici
- Tipicamente: 1 antiprotone su $10^{5\div 6}$.

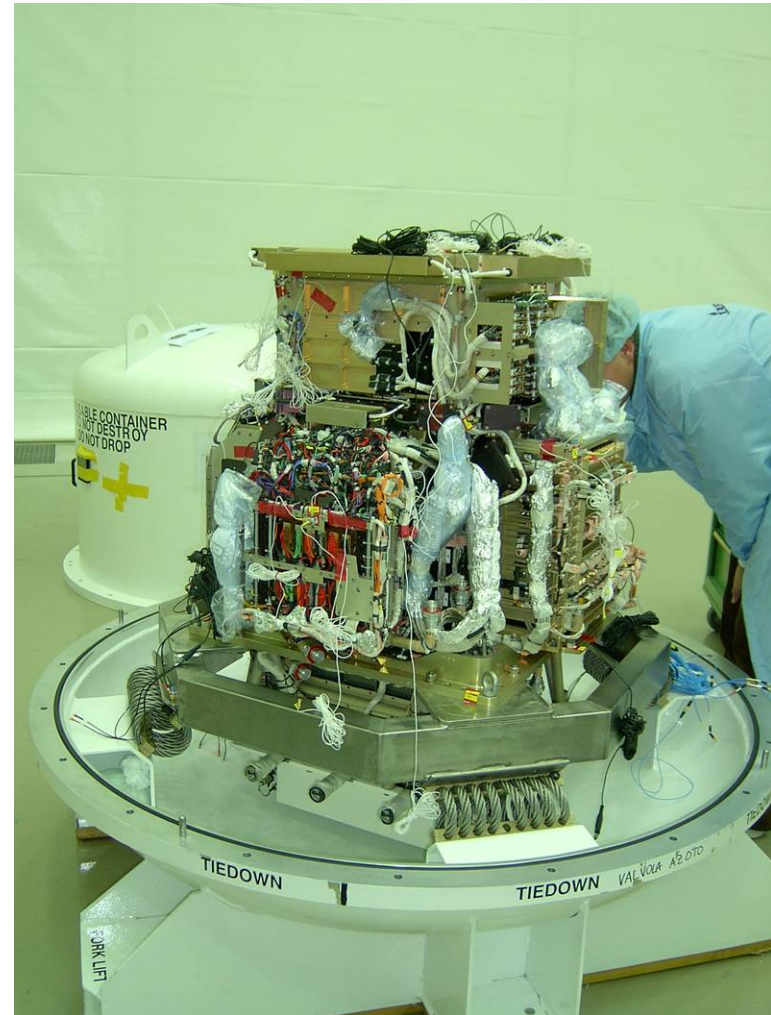
PAMELA

- Lanciato 15/6/2006 da Baikonur Cosmodrome-Kazakhstan

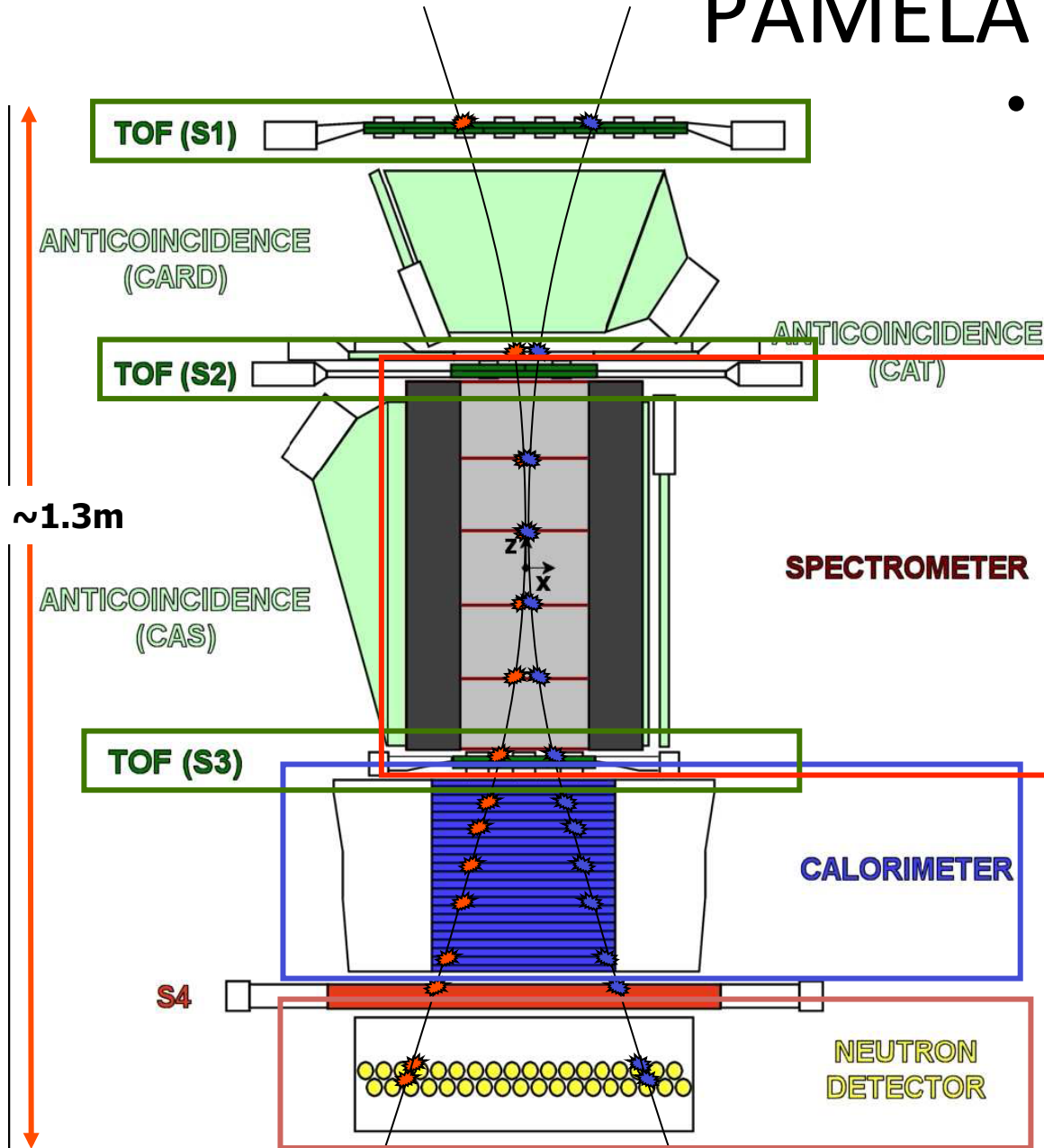


PAMELA

- Obiettivi dell'esperimento:
 - Misurare lo spettro di antiprotoni, positroni e (anti)nuclei in un ampio intervallo di energie;
 - Ricerca di antimateria “primordiale”
 - Studio del flusso dei RC primari
- PAMELA è capace di misurare rigidità magnetiche (=impulso/carica) sino a **700 GV/c**.

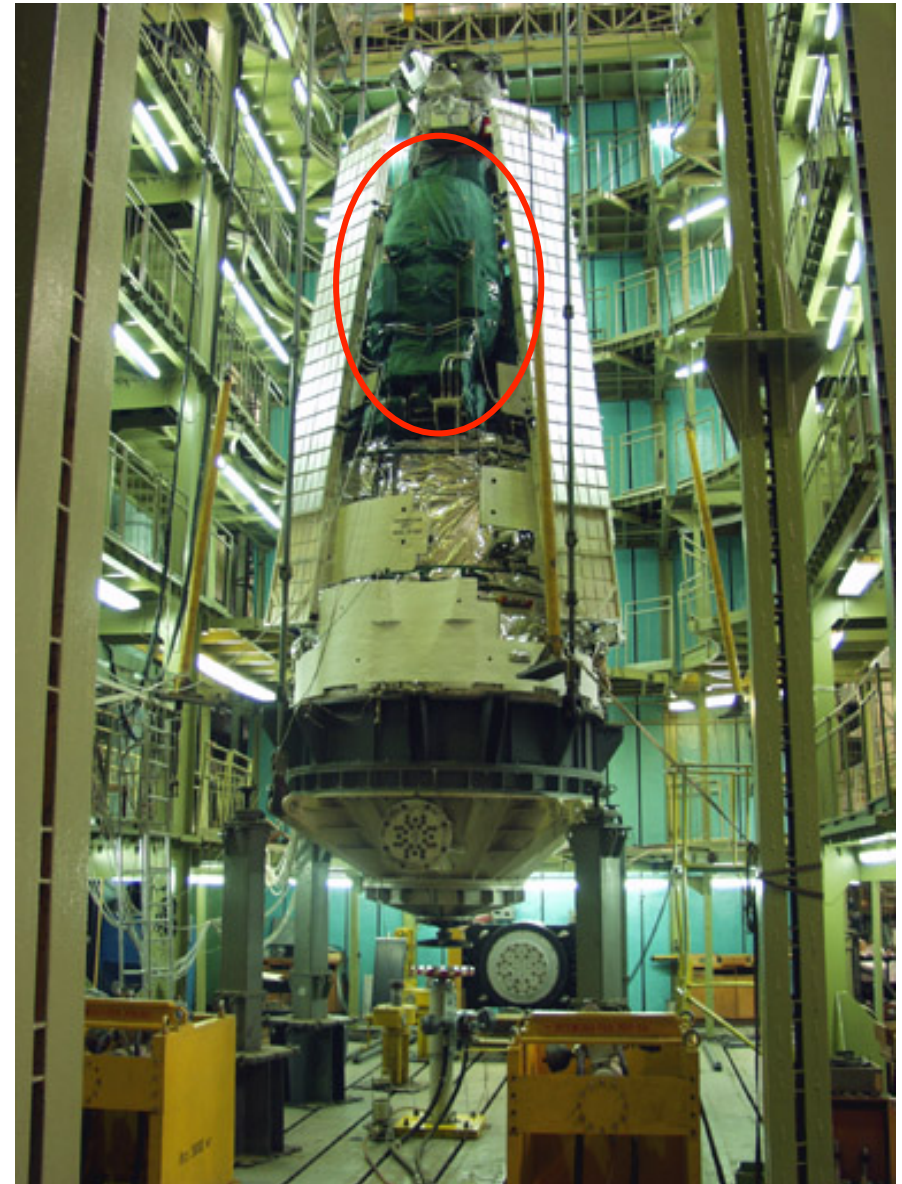
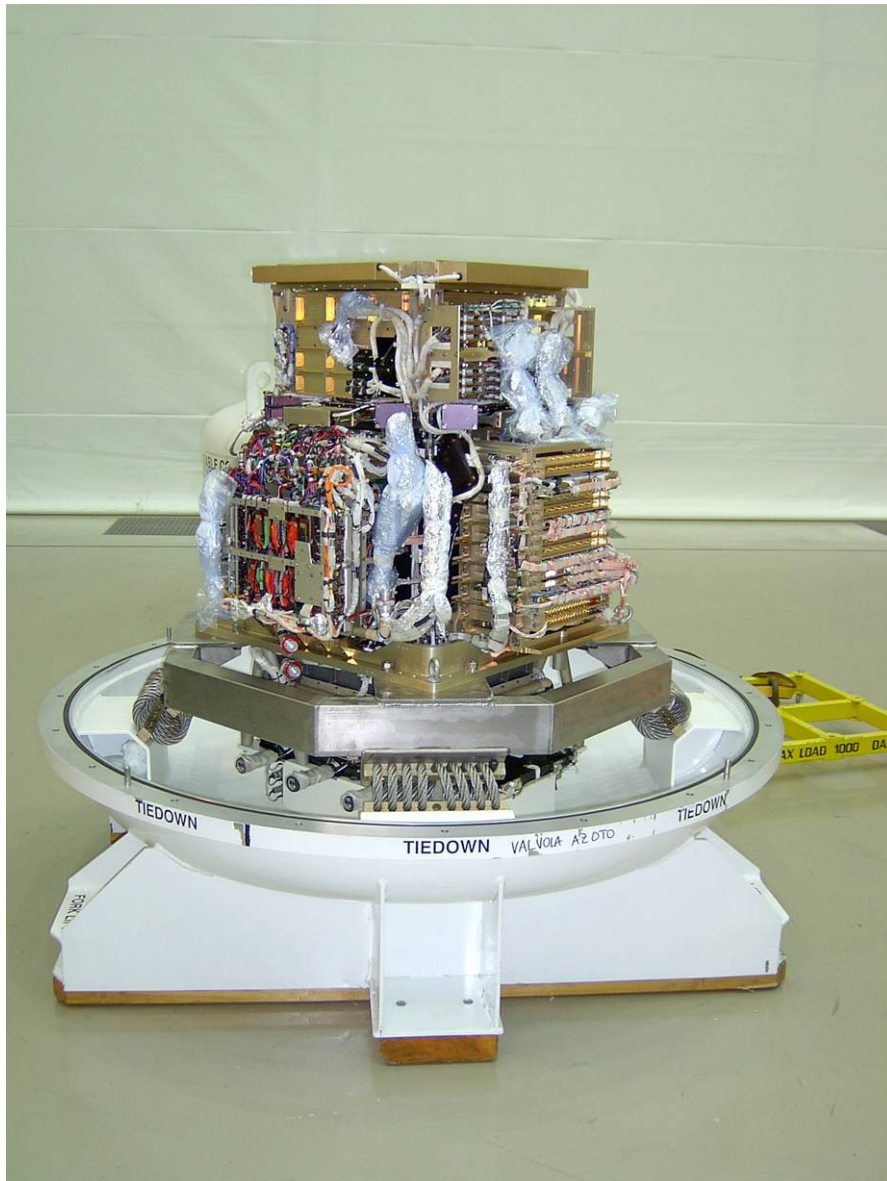


PAMELA



- Identificazione di particelle usando:
 - TOF
 - Calorimetro
 - Rivelatore di neutroni (basato sulla cattura da parte di ^3He n) → aiuta a discriminare cascate elettromagnetiche da quelle adroniche
 - Misura della rigidità tramite spettrometro, costituito da un magnete permanente ed un sistema tracciante al silicio

Integrazione e posizionamento nel satellite

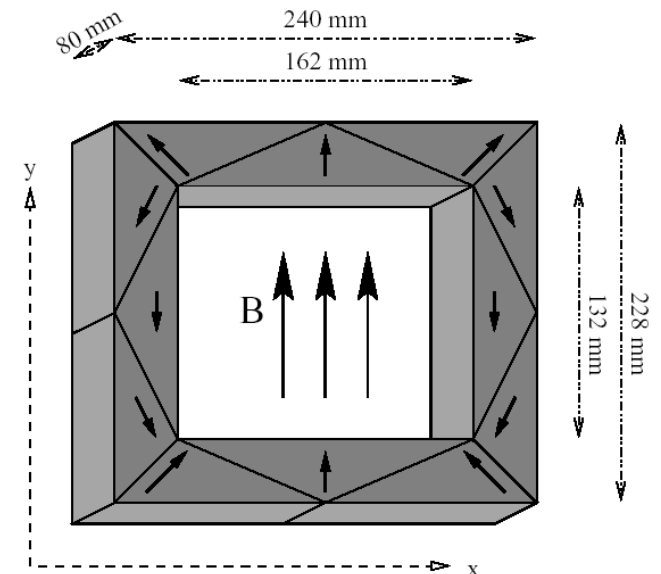
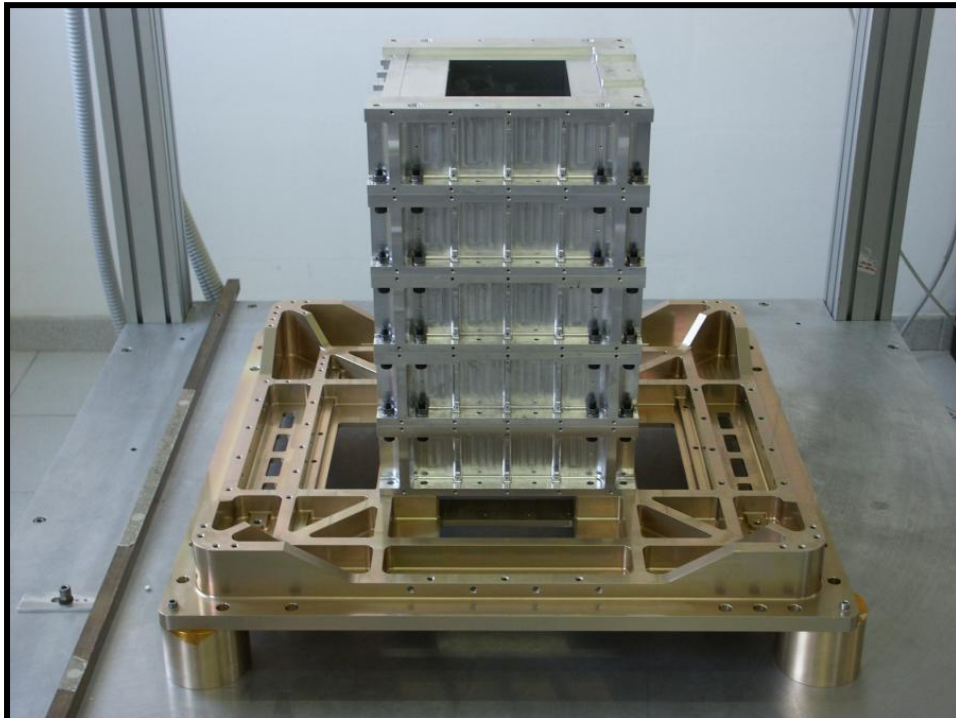


Lo Spettrometro Magnetico

- Per avere un'idea del grado di complessità di tali esperimenti, guardiamo con qualche dettaglio lo spettrometro magnetico:

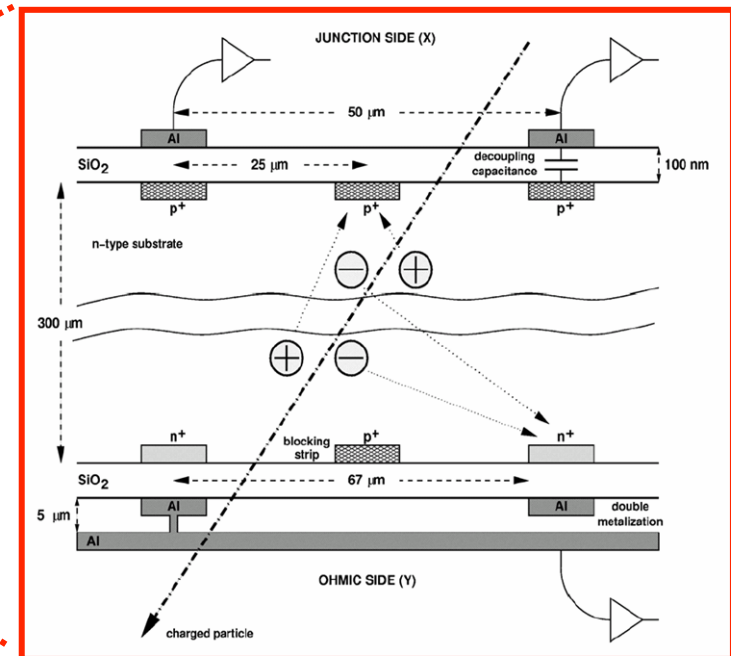
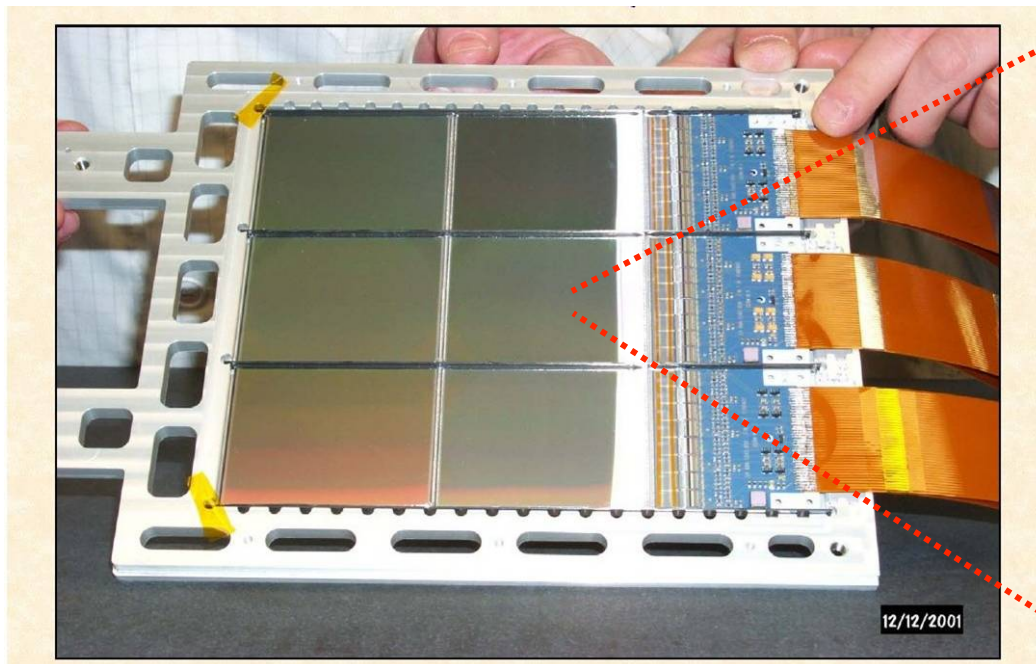
- Magnete Permanente

- 5 blocchi di Nb-B-Fe
- 0.48 T al centro della cavità
- “Torre” Magnetica = $(13.2 \times 16.2 \text{ cm}^2) \times 44.5 \text{ cm high} \Rightarrow$ accettazione: $20.5 \text{ cm}^2 \text{ sr}$



Tracciamento: Piani di silicio

- **Double-sided silicon microstrips** (300 μm thick):
 - 25 μm implantation pitch (junction side) / 67 μm (ohmic side)
 - Strips mutually orthogonal on opposite sides
 - Readout pitch 50 μm

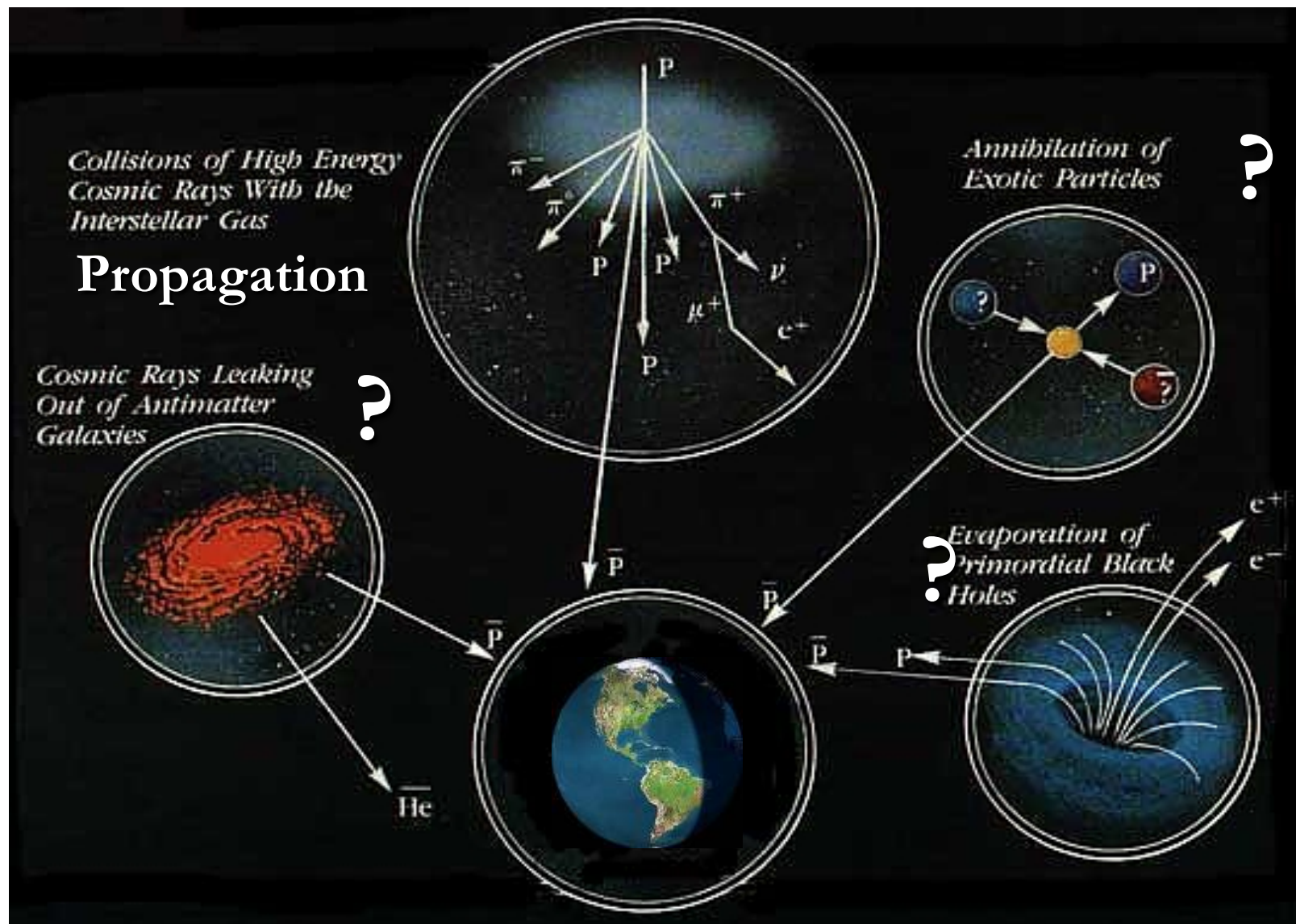


Calorimetro Elettromagnetico

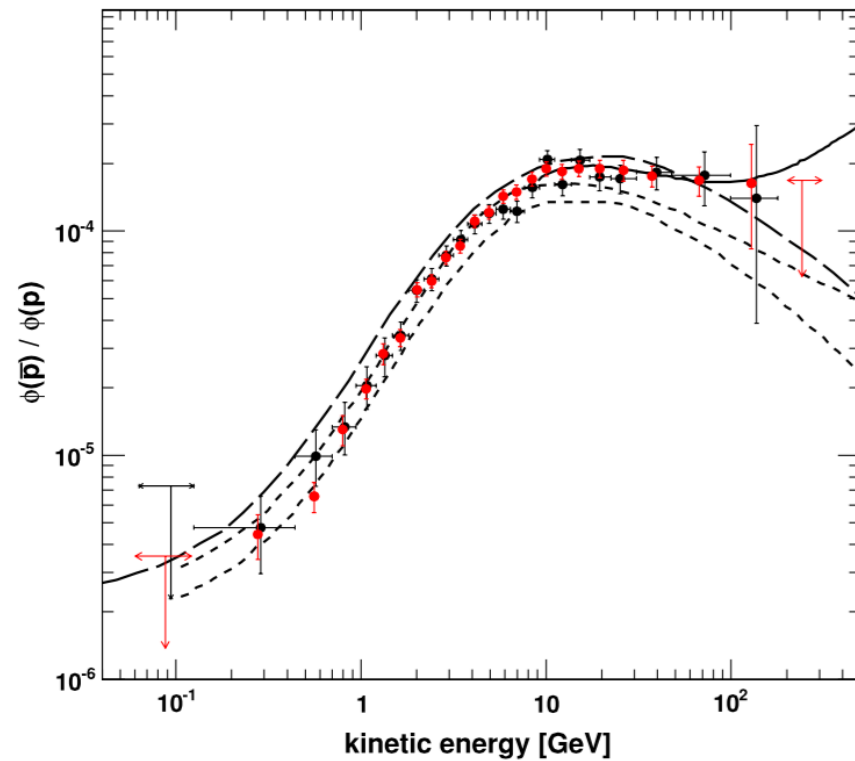
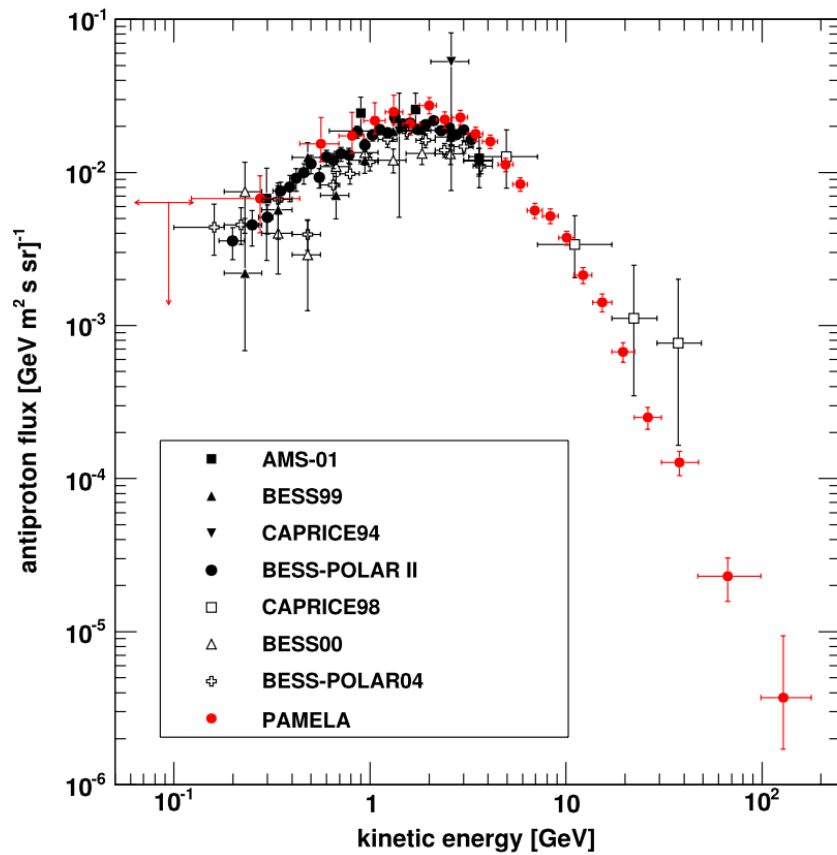
- 44 single-sided silicon sensor planes (380 μm thick) interleaved with 22 plates of tungsten absorber for a total depth of 16.3 X0 (0.6 nuclear interaction lengths).
- A self-trigger system was implemented in the calorimeter read-out electronics to measure high-energy electrons



Ricerca di antinuclei nei RC: il mistero della mancanza di antimateria nell'Universo

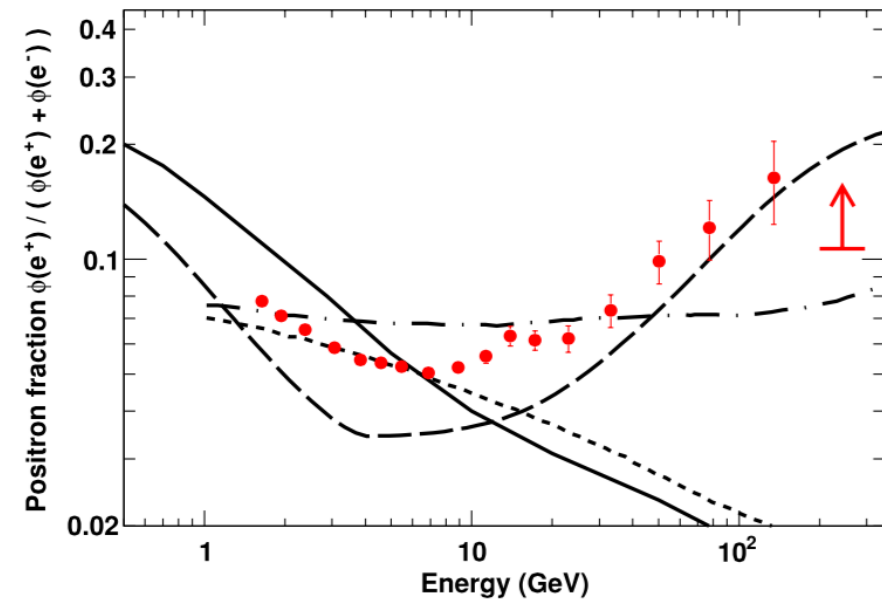
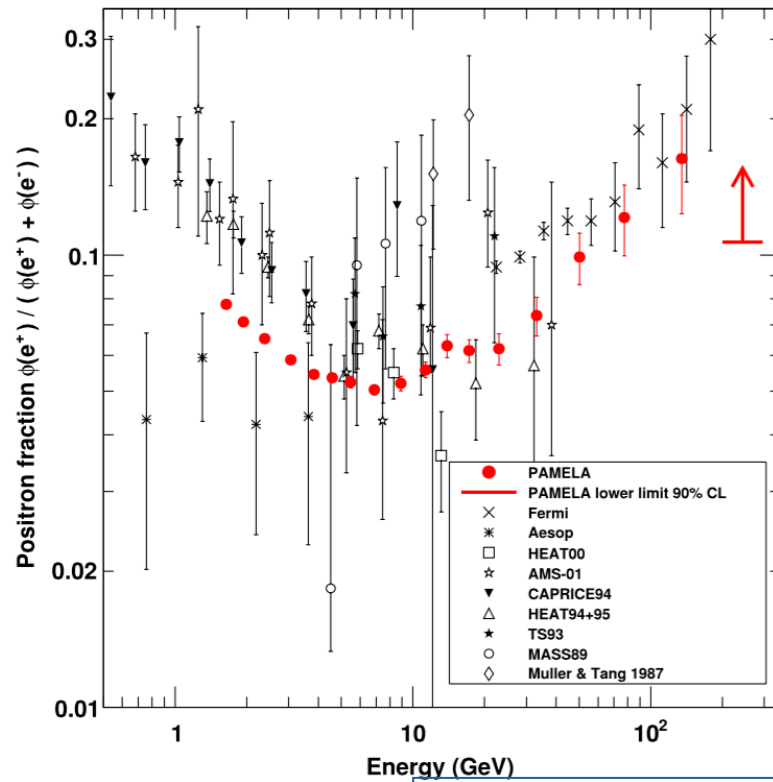


Antiprotons



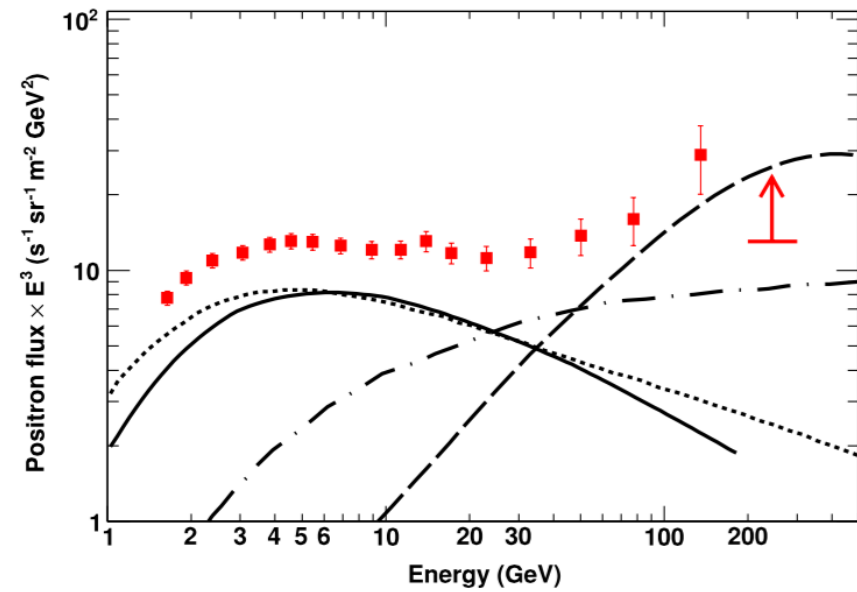
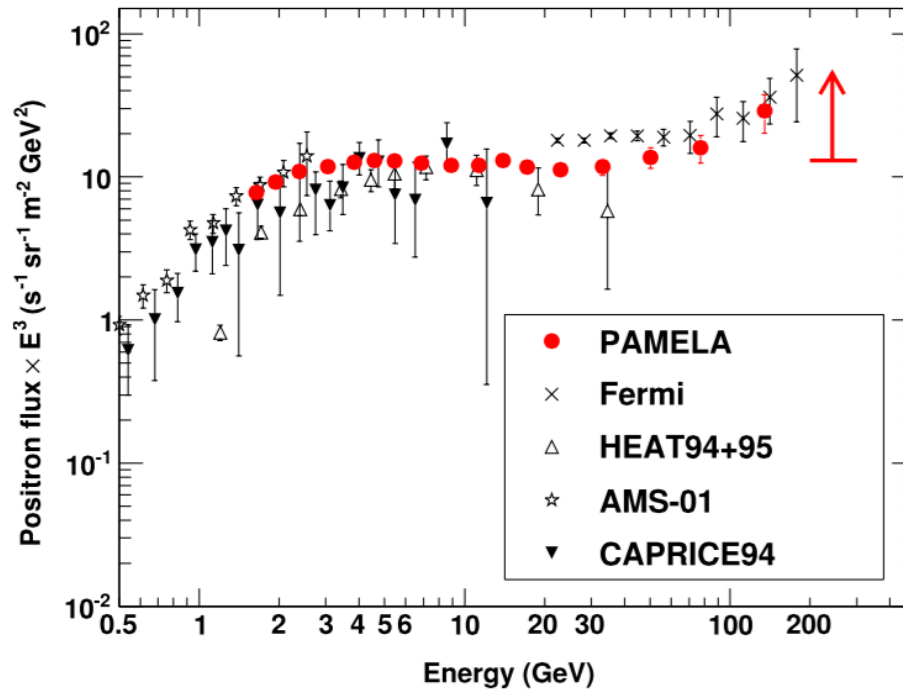
O. Adriani et al. Physics reports 544 (2014)

Positrons



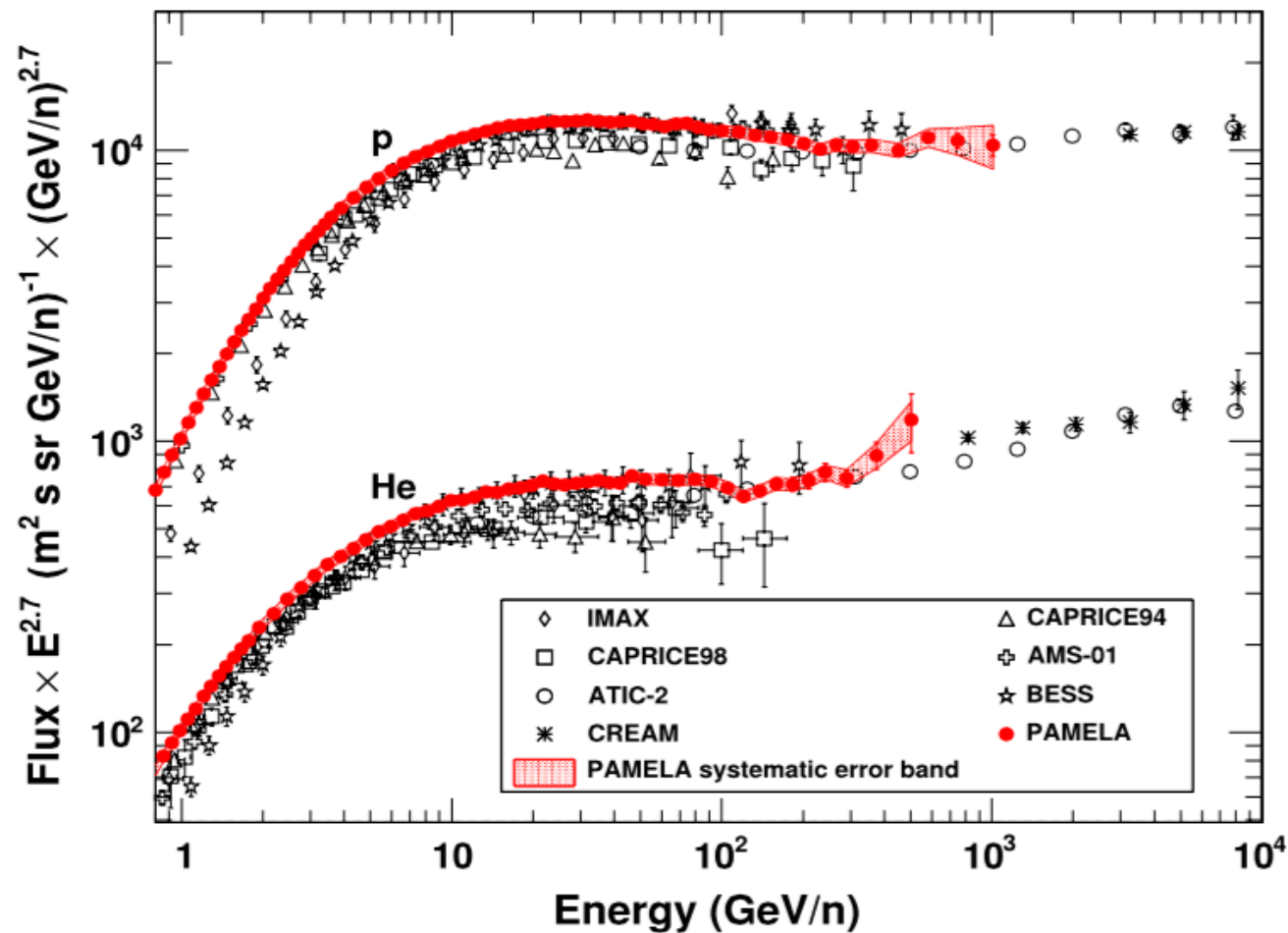
O. Adriani et al. Physics reports 544 (2014)

Positrons



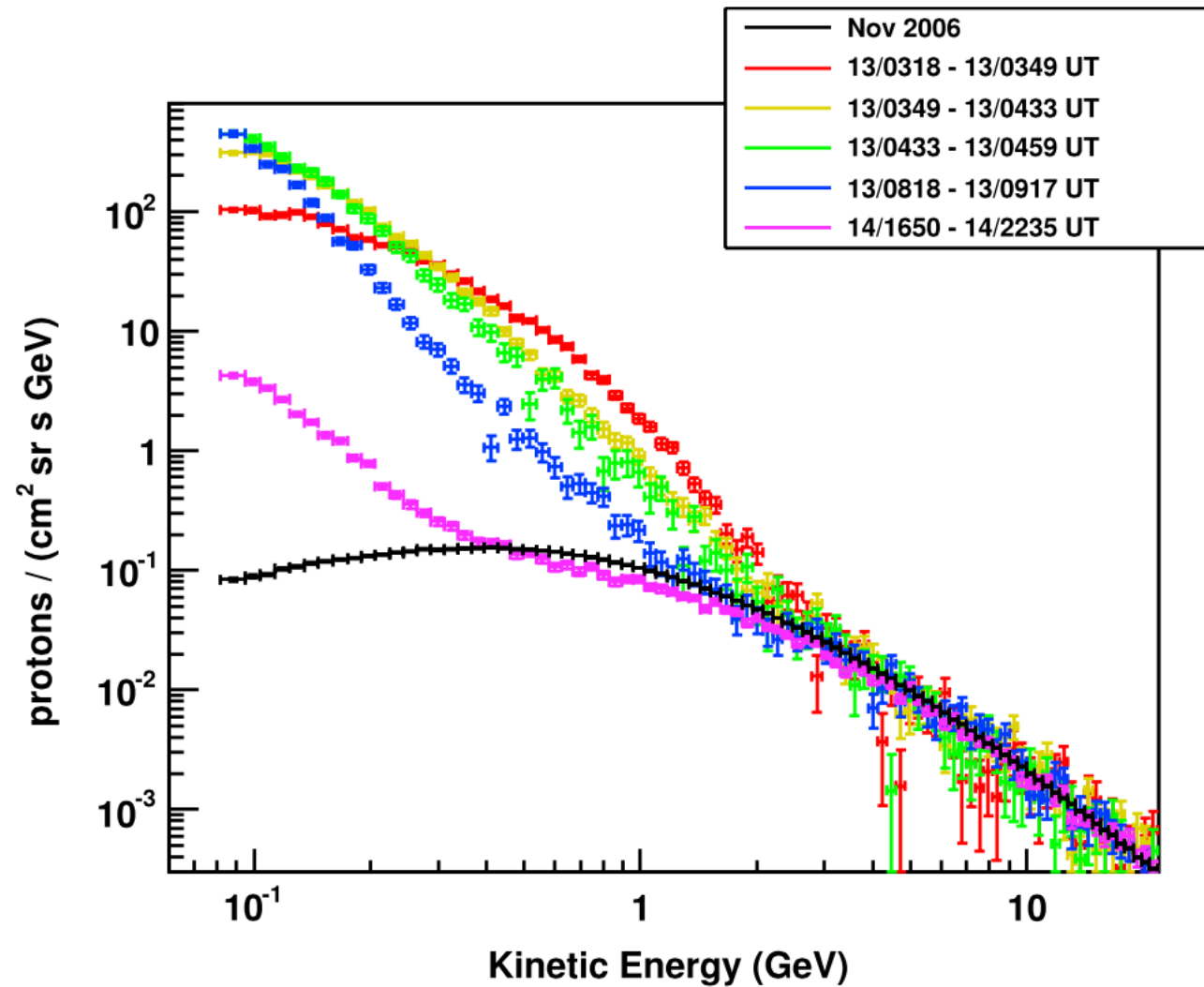
O. Adriani et al. Physics reports 544 (2014)

Galactic Cosmic Rays



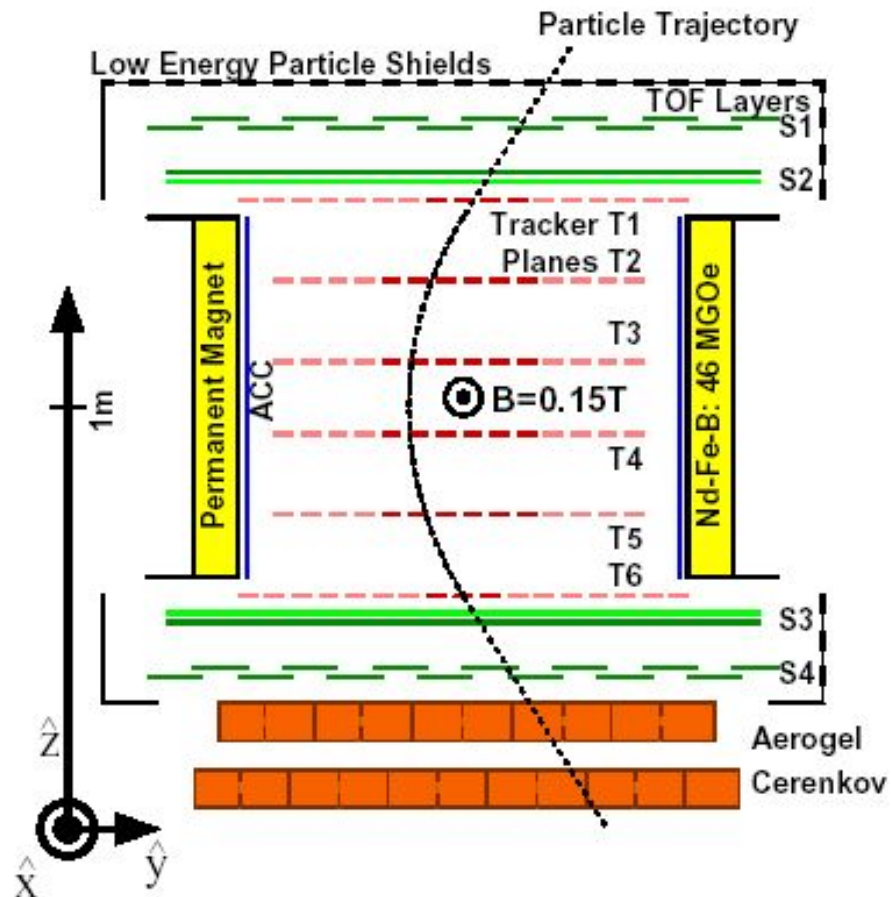
O. Adriani et al. Physics reports 544 (2014)

Solar events



O. Adriani et al. Physics reports 544 (2014)

AMS01



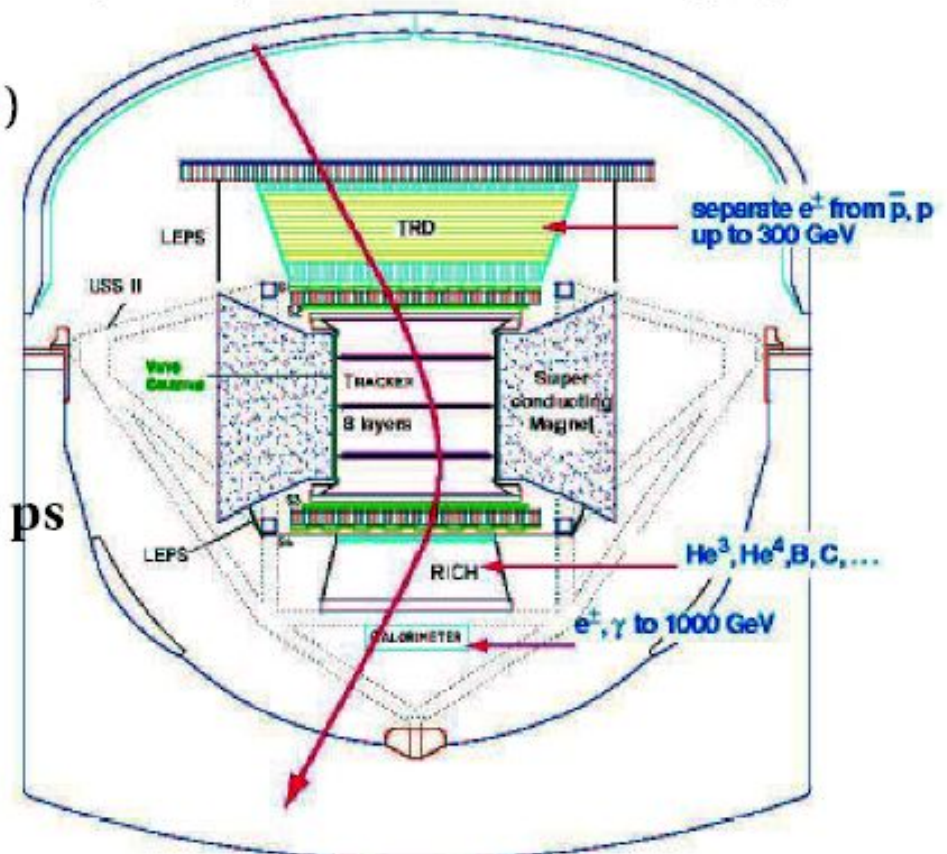
- ◆ **Magnet** : 1024 blocks of $\text{Nd}_2\text{Fe}_{14}\text{B}$
- ◆ **TOF**: four planes of scintillators
 - velocity and Z measurement
- ◆ **Tracker**: six planes of DS Silicon Microstrip Detectors
 - Charge sign and Rigidity measurements
 - Z measurement up to Oxygen
- ◆ **Aerogel Threshold Cerenkov**
 - velocity measurement
- ◆ **Anticounters**
 - reject multi particle events

AMS is a Large Acceptance Magnetic Spectrometer for:

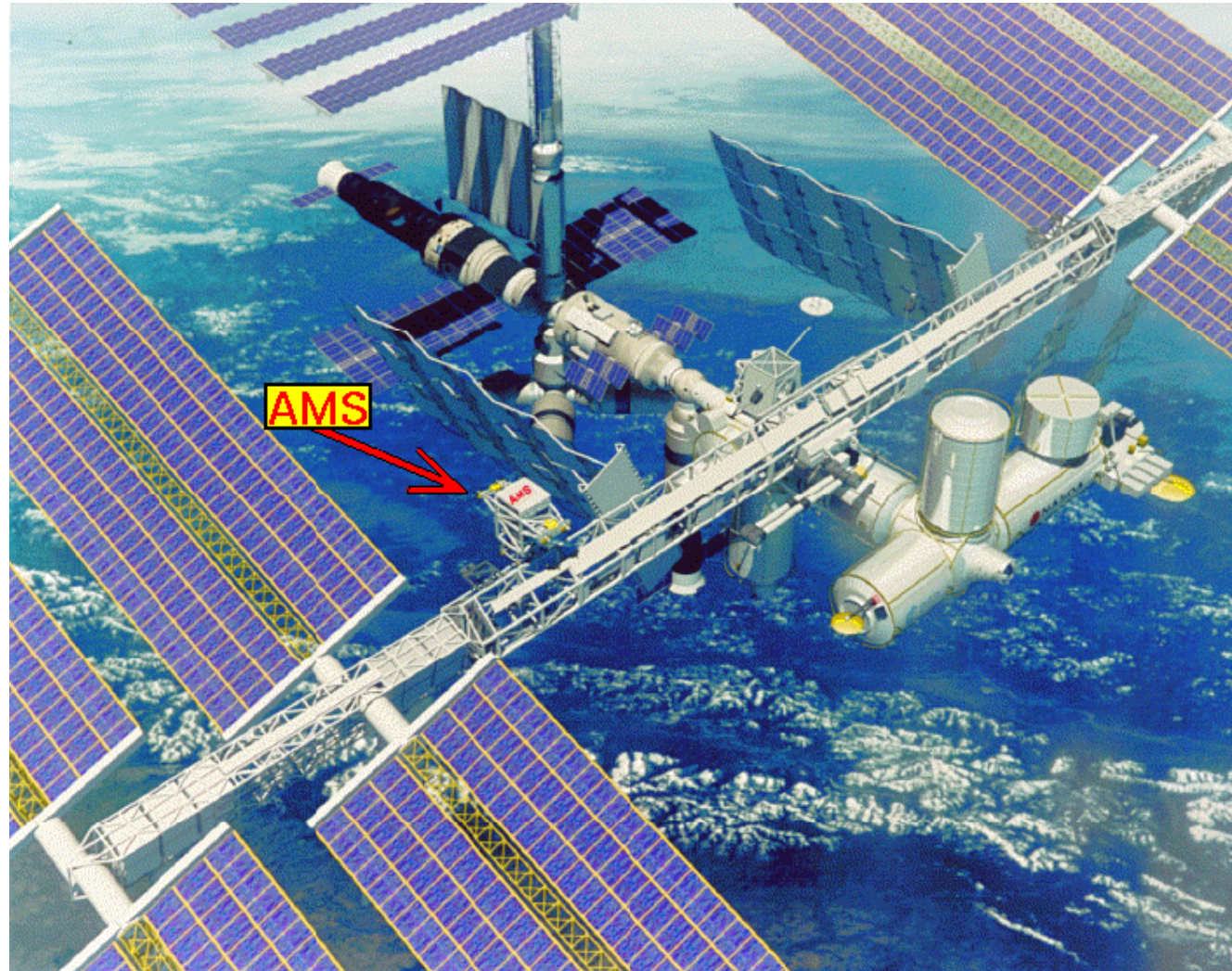
- Antimatter Search ($\overline{\text{He}}, \overline{\text{C}}$)
- Accurate measurements of Cosmic-ray composition and energy spectra
- Dark Matter Signatures ($e^+, \bar{p}, \overline{\text{D}}, \gamma$)

→ *High-energy γ -ray sky exploration*

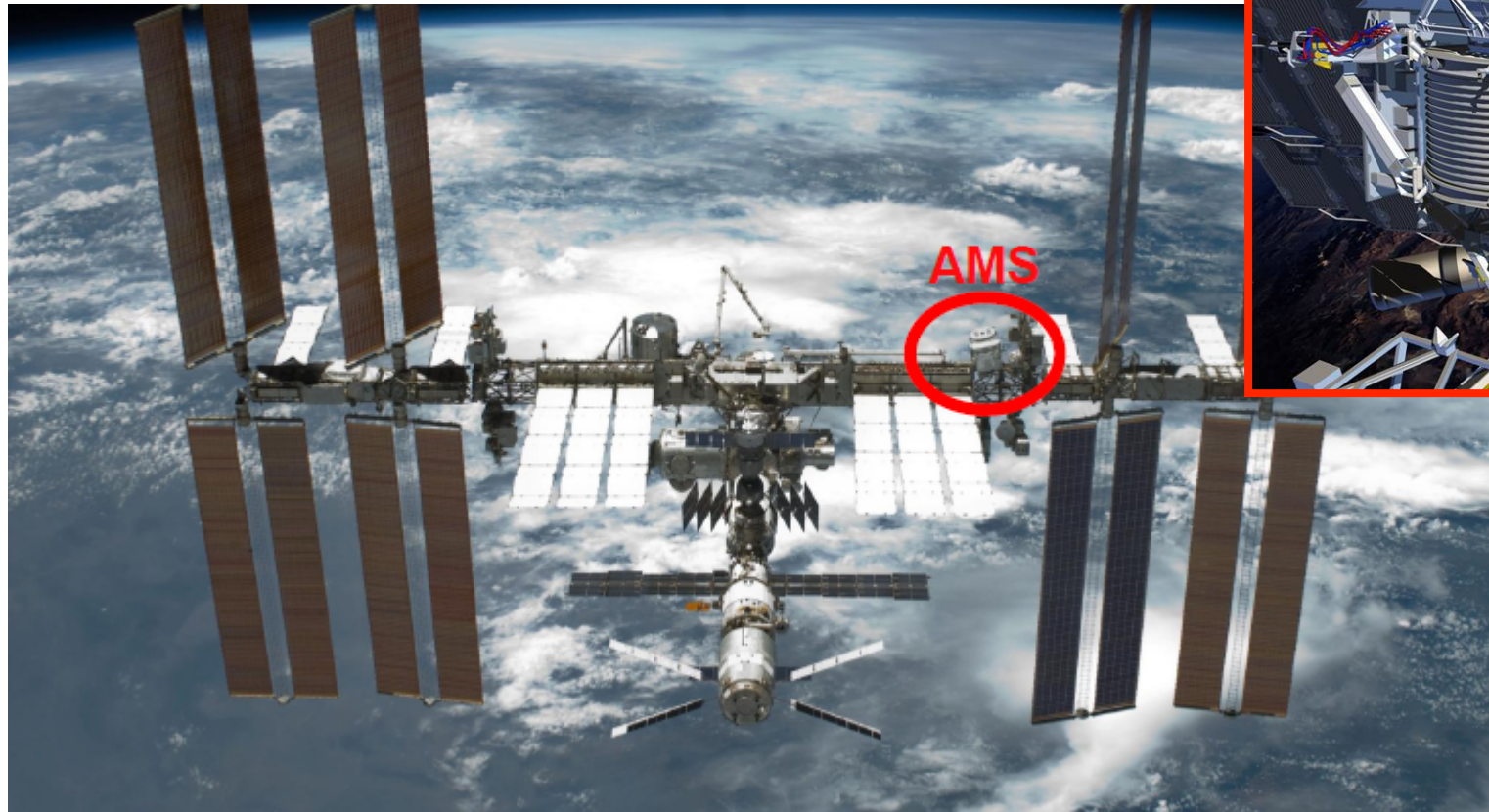
- Superconducting Magnet: **0.8 T**
- 4 layers of Scint. Counters (ToF): **120 ps**
- 8 layers Si-Tracker: **MDR 2 – 3 TeV**
- Gaseous TRD: **h/e $10^2 - 10^3$**
- Pb-Sci. ECAL: **h/e $O(10^3)$**
- Aerogel (1.05) RICH: **$\frac{d\beta}{\beta} = 0.07 - 1\%$**



AMS



Alpha Magnetic Spectrometer (AMS) Experiment

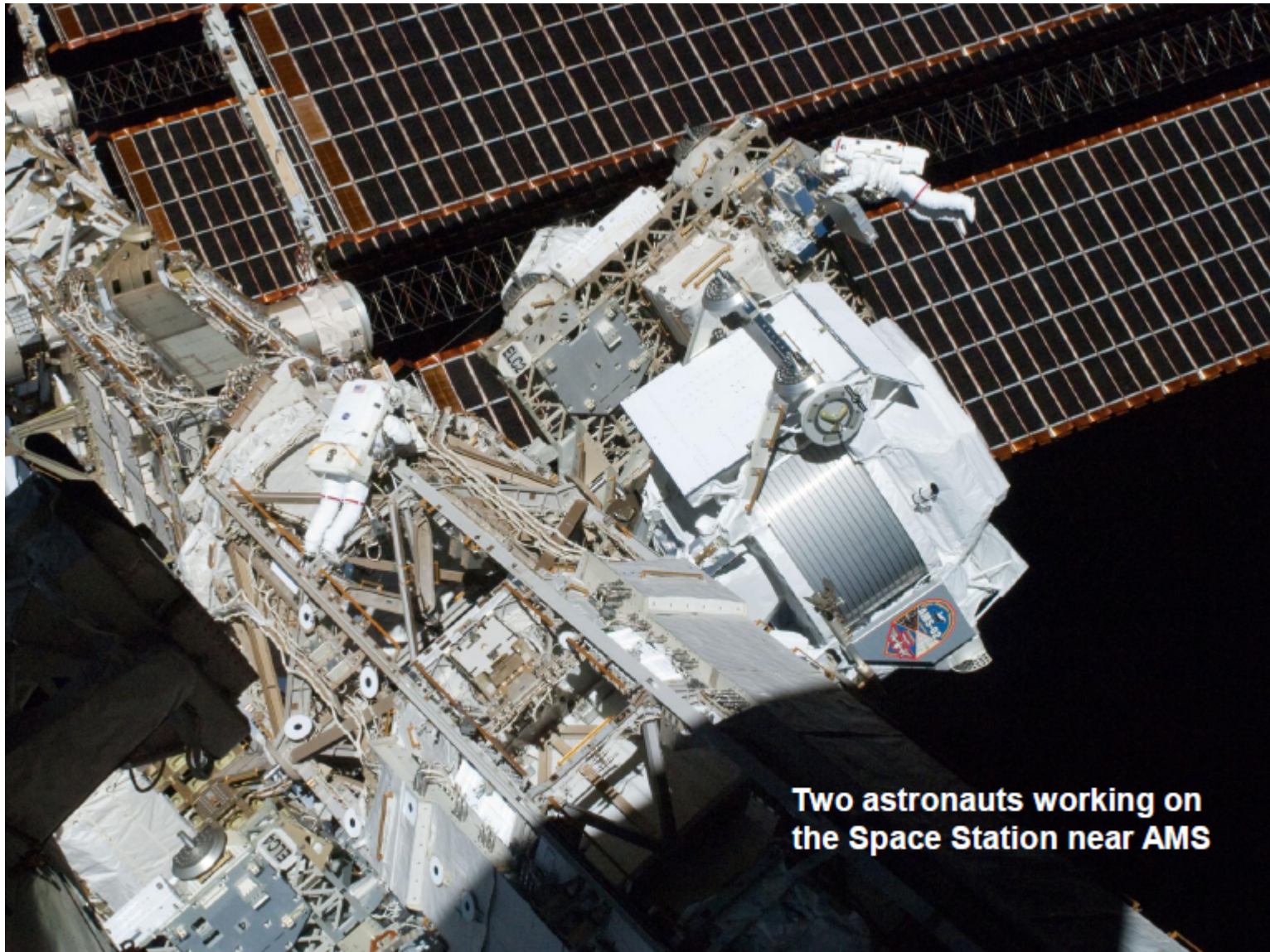


- ISS : 108 m x 80m, 420 t
- orbit height 400km

- *Inclination = 51.57°*
- *15.62 revolutions/day*

AMS Transfer to the Shuttle, 26 March 2011



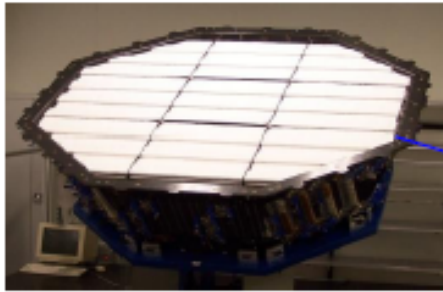


**Two astronauts working on
the Space Station near AMS**

AMS features



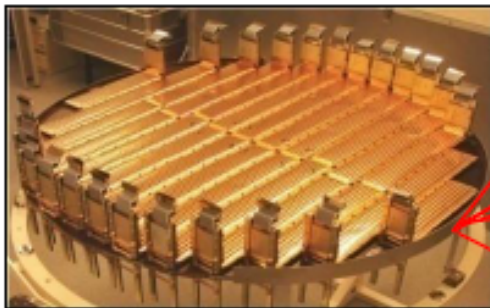
TRD



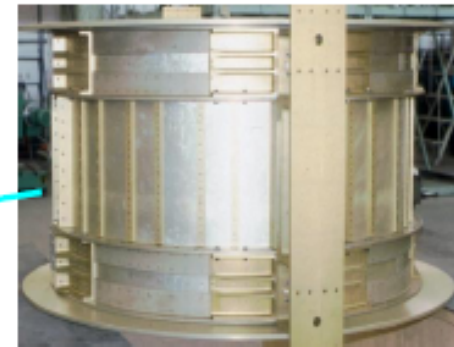
TOF



Silicon Tracker



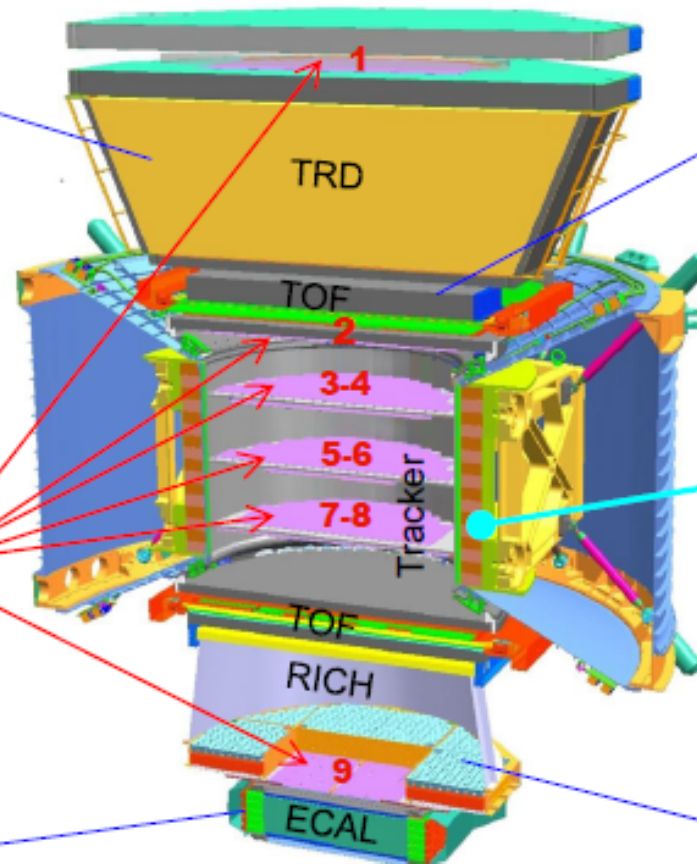
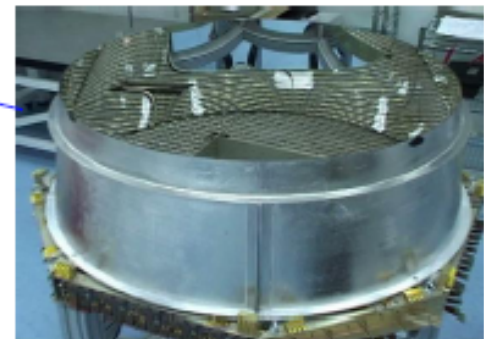
Magnet

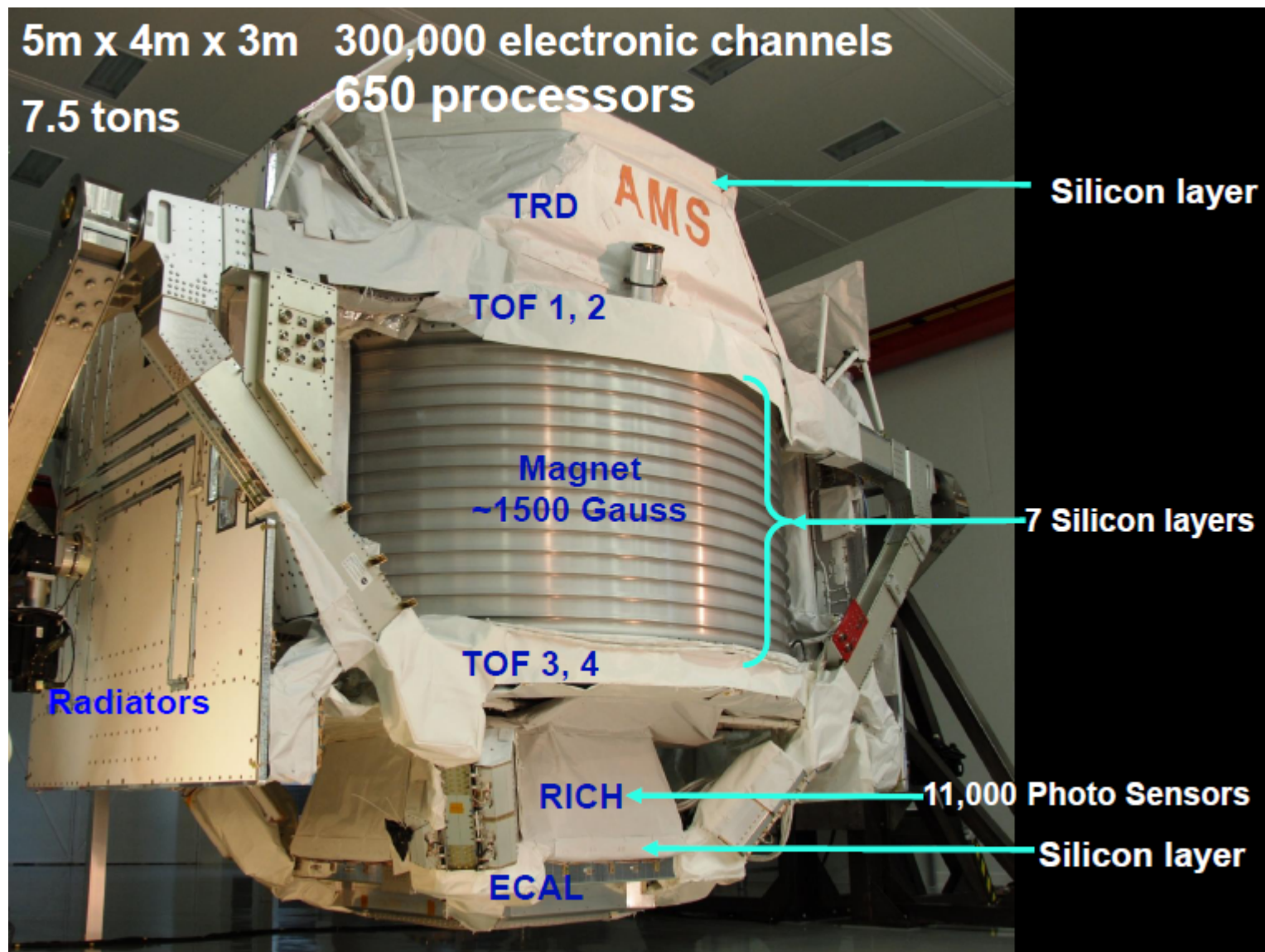


ECAL



RICH





Cosmic ray studies with AMS

Goals:

- **Searches for primordial antimatter:**
 - Light anti-nuclei: $\bar{D}$, $\bar{He}$, ...
 - $\bar{p} / p$ ratio
- **Dark Matter searches:**
 - e^+ , $e^\pm$, $\bar{p}$, ...
 - simultaneous observation of several signal channels.
- **Searches for new forms of matter:**
 - strangelets, ...
- **Measuring CR spectra – refining propagation models;**
- **Identification of local sources of high energy CR (~TeV):**
 - SNR, Pulsars, PBH, ...
- **Study effects of solar modulation on CR spectra over 11 year solar cycle**
- ...

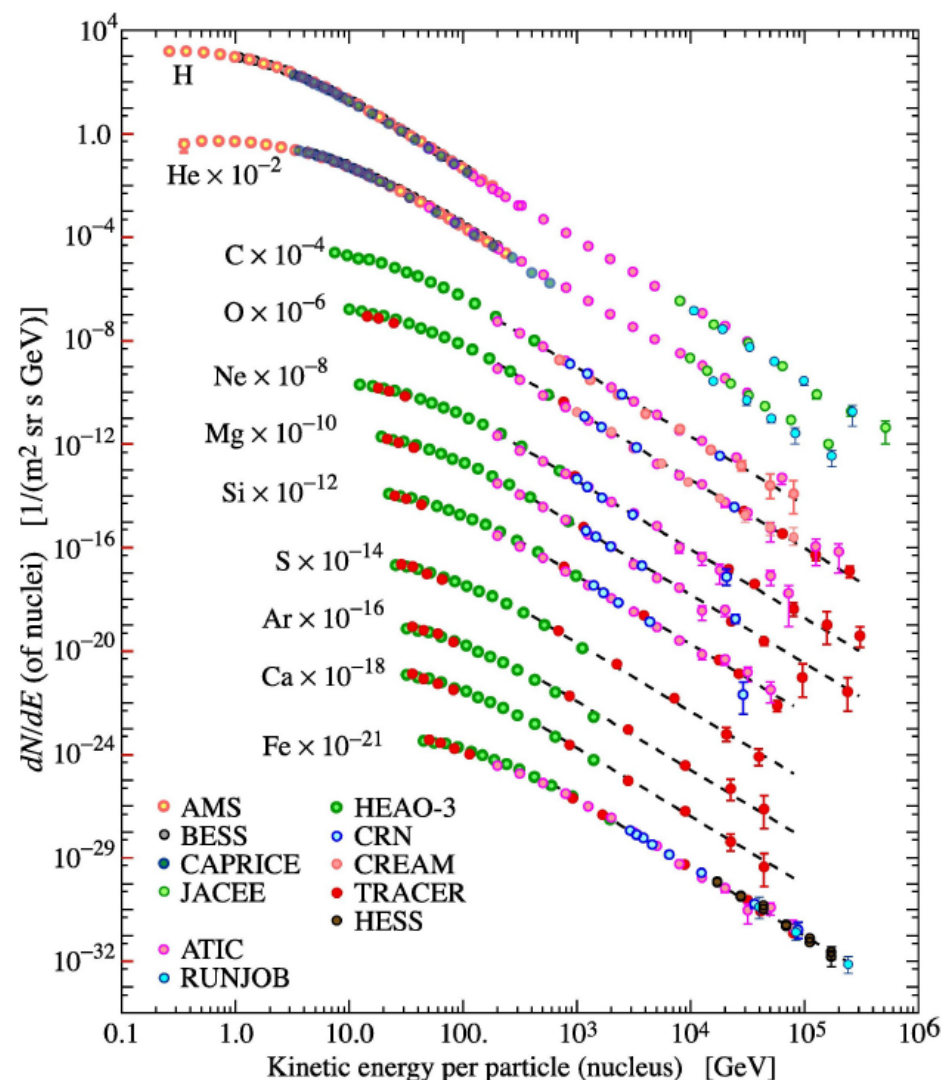
Risultati sulle misure dirette: protoni e nuclei

- Balloon and satellites
- Charge: usually measured through the excitation/ionization losses (which depends on Z^2) in scintillators or silicon detectors.

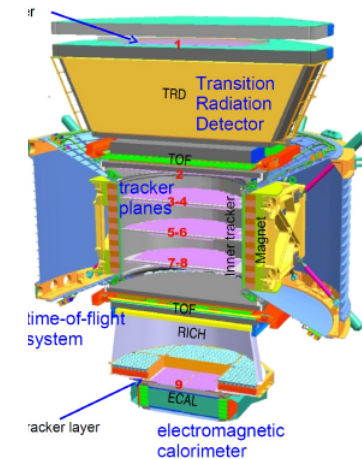
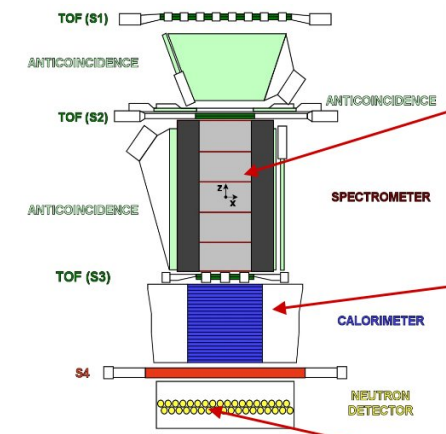
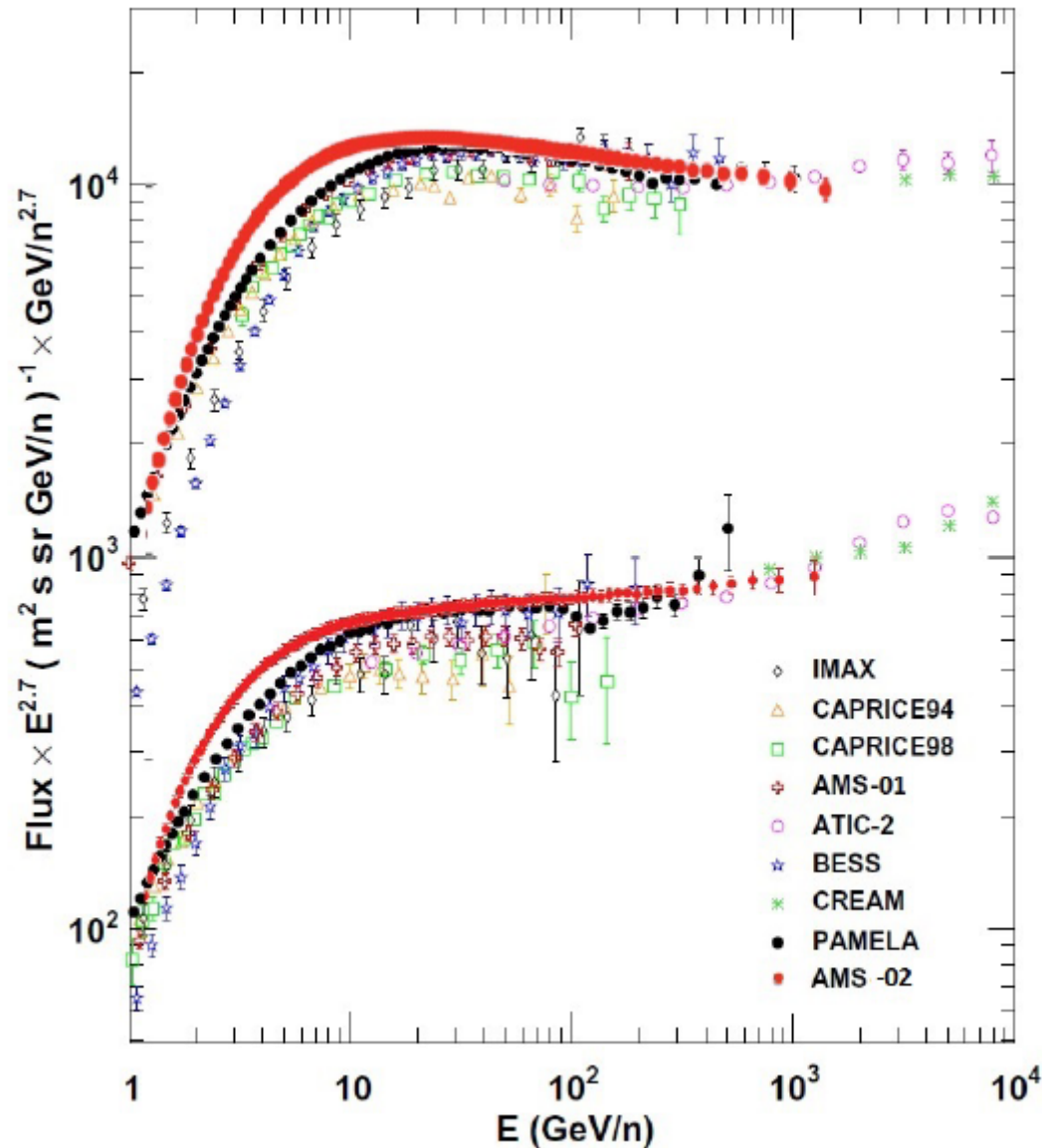
- The spectral index is almost the same for all nuclear species.

$$\Phi_i = K_i (E/\text{GeV})^{\alpha_i} \quad \text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{sr}^{-1} \text{GeV}^{-1}$$

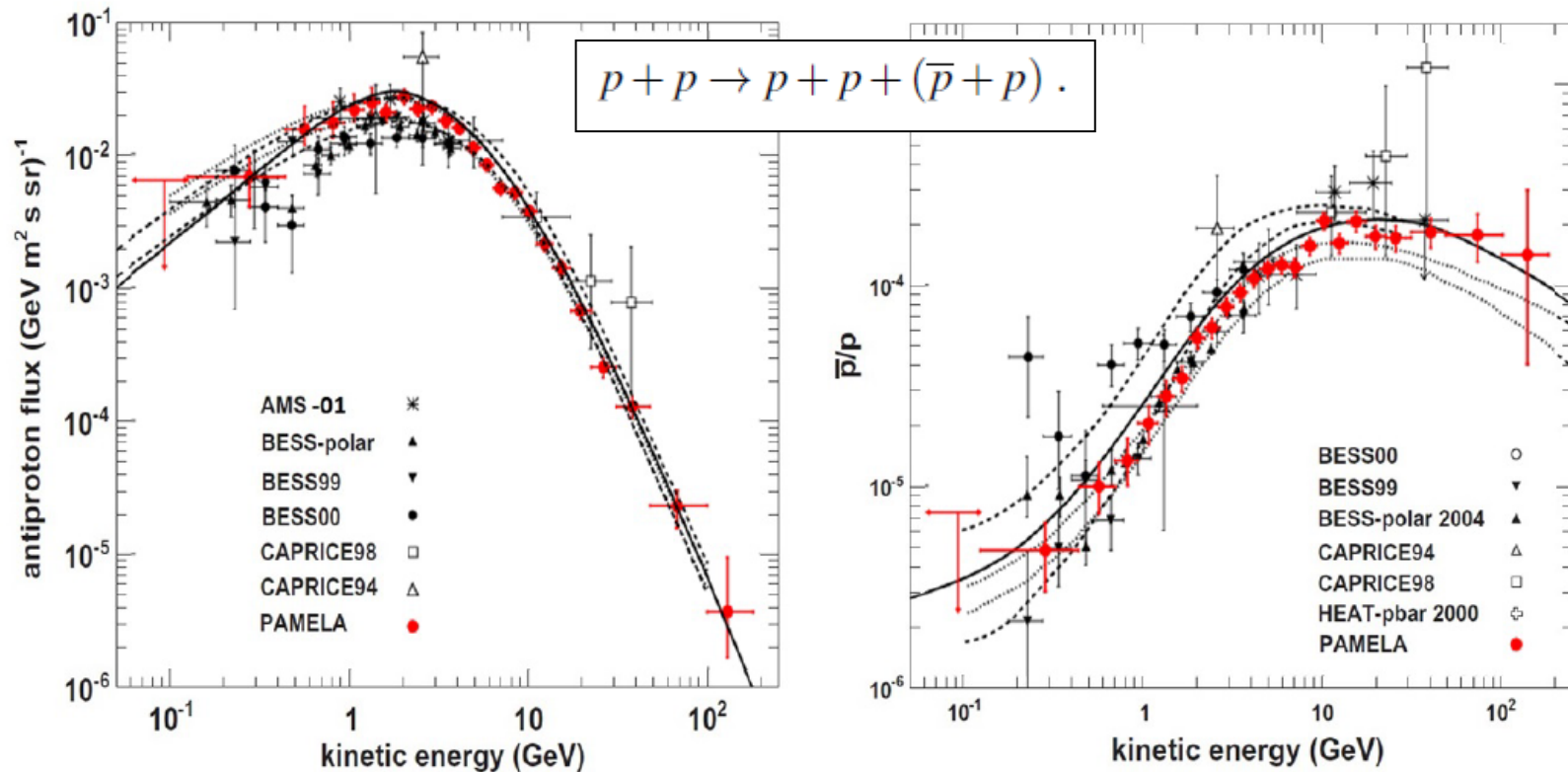
- This is one of the fundamental input for the theories studying the acceleration mechanisms of CRs



Confronto tra p – He $10^9 < E < 10^{12}$ eV



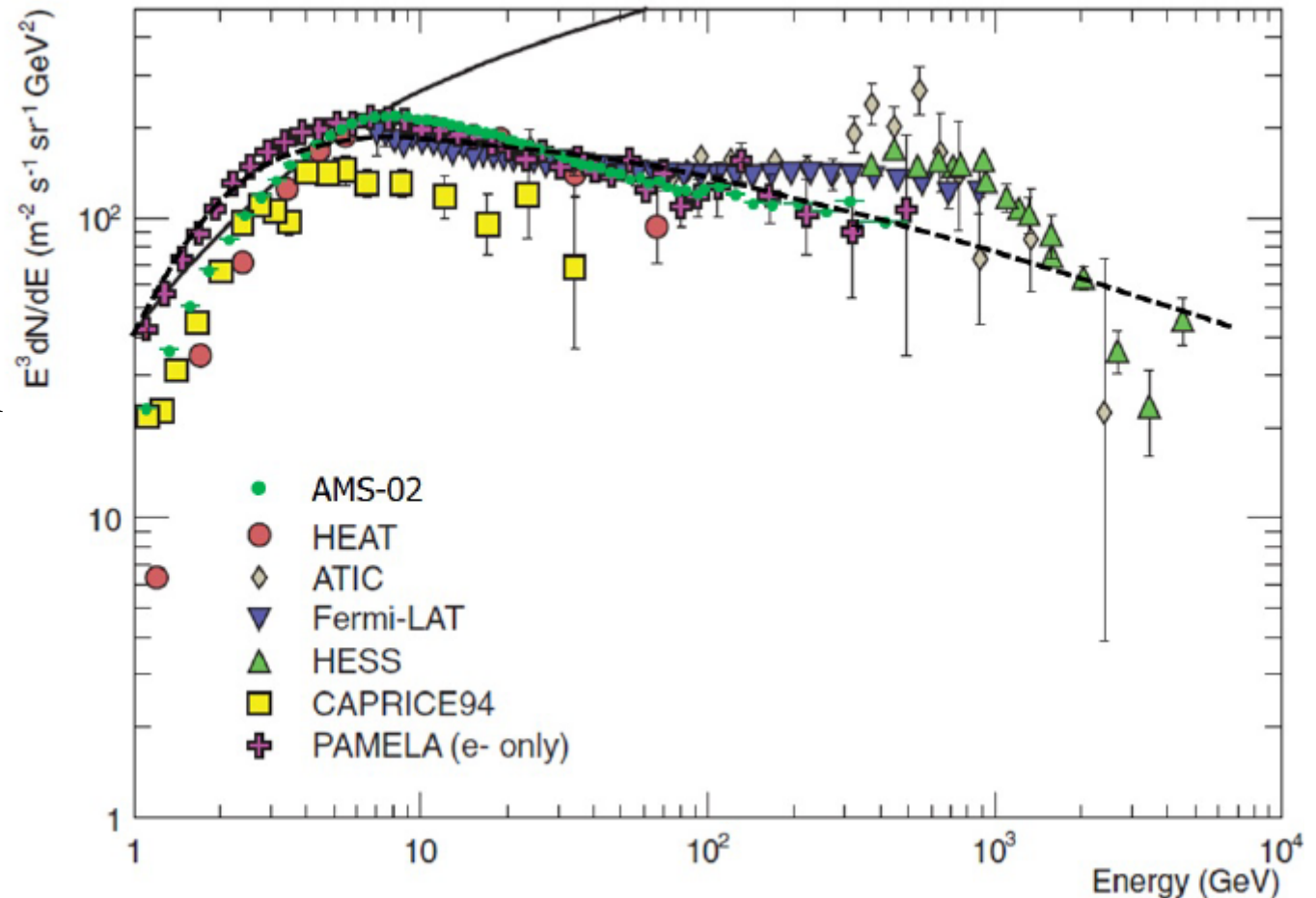
Antimateria nella Galassia: antip/p



- Gli antiprotoni nei RC sono circa 10^{-4} rispetto ai protoni.
- Questo rapporto (e la sua dipendenza dall'energia) è completamente spiegato da un modello in cui anti-p sono prodotti dalla propagazione dei RC nella Galassia e loro interazione con il mezzo interstellare

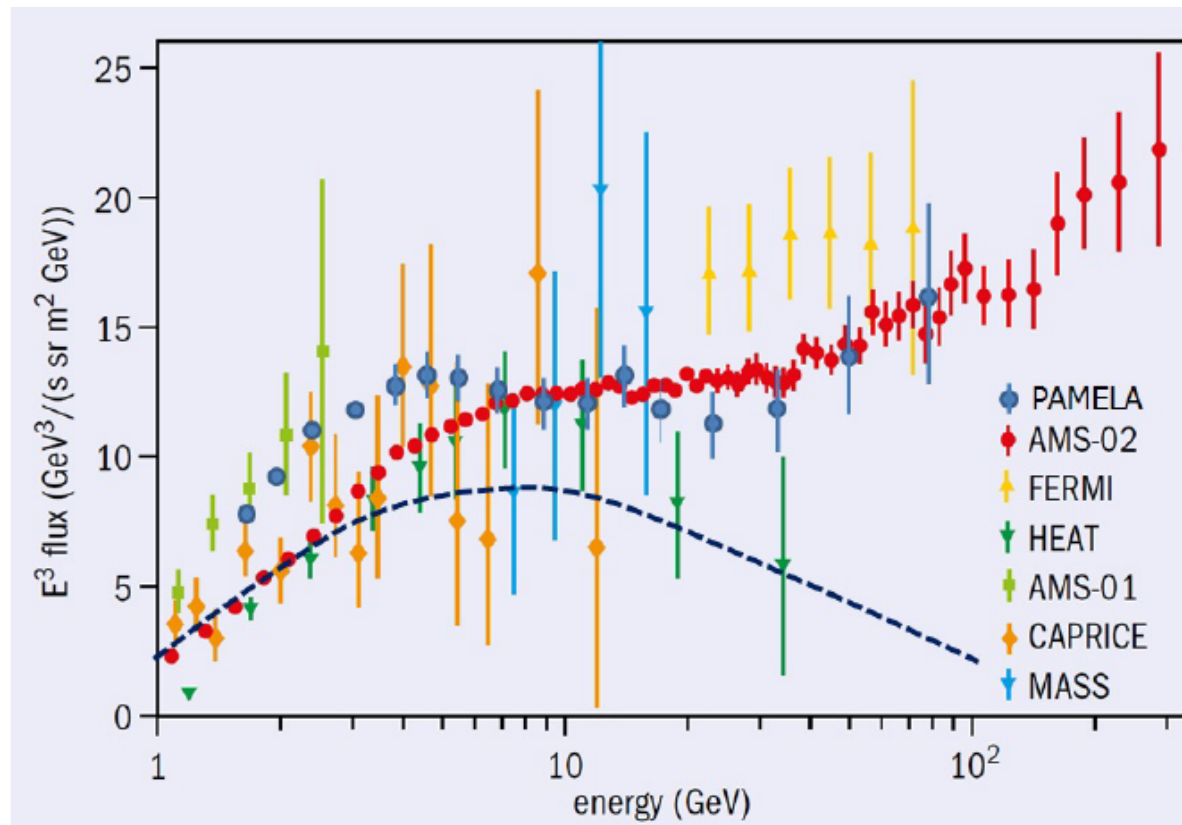
Gli elettroni nei RC

- 1% rispetto ai p
- Spettro più ripido ($\propto E^{-3}$)
- “Cut-off” nello spettro a ~ 1 TeV
- Quale è la ragione plausibile delle differenze tra protoni ed elettroni?
- Non dovuto ad asimmetria di carica dell'Universo!



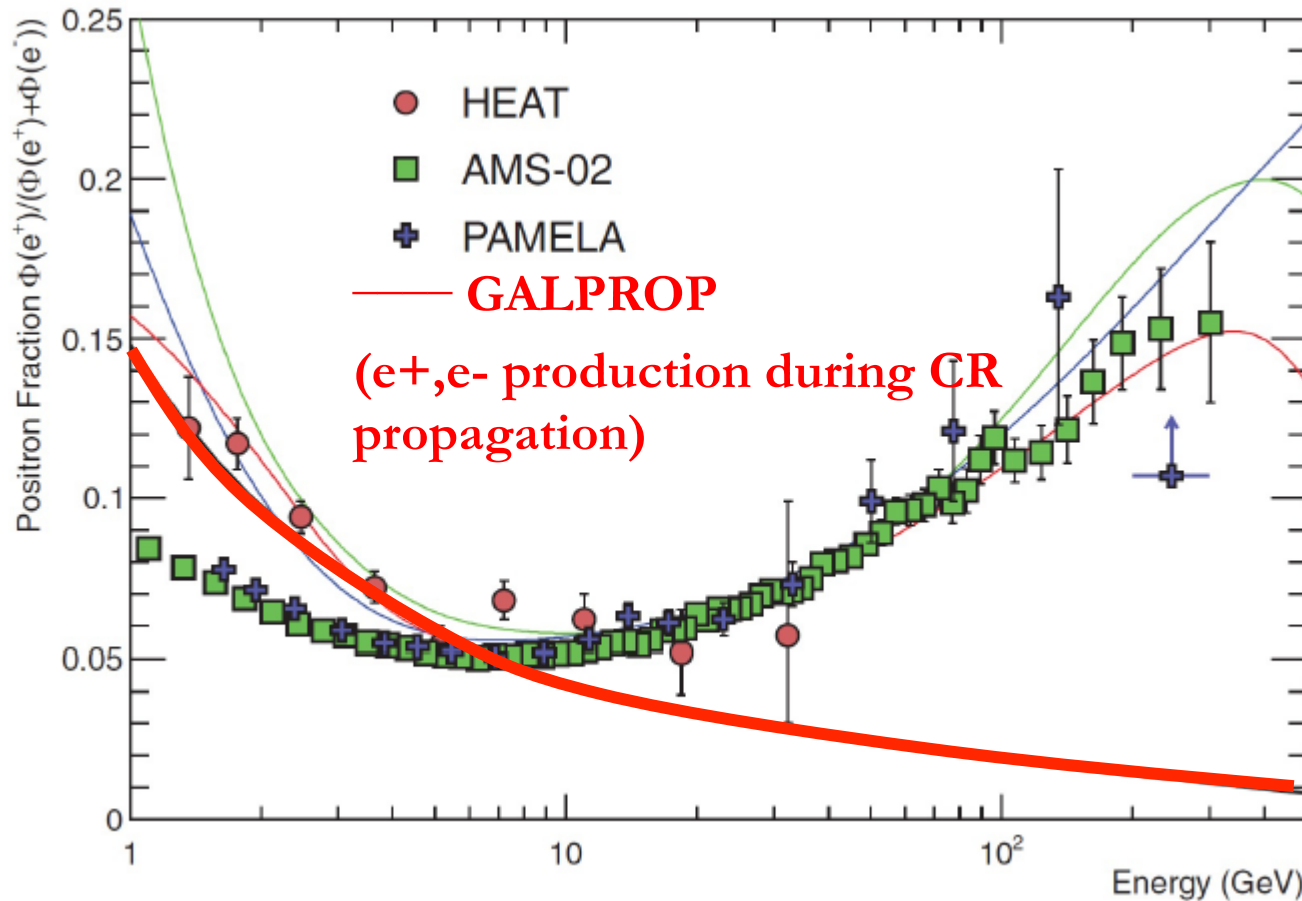
- **Effetti delle perdite di energia degli elettroni.** Queste producono la radiazione EM osservata in varie bande dagli astrofisici, dal radio ai raggi X

Antimateria nella Galassia: e^+/e^-



- Gli e^- sono 1% dei protoni (sopra una certa energia)
- I positroni nei RC sono circa 10^{-1} rispetto agli elettroni.
- Gli antiprotoni sono 10^{-4} rispetto ai protoni
- Le sorgenti di e^- sono più vicine alla Terra!

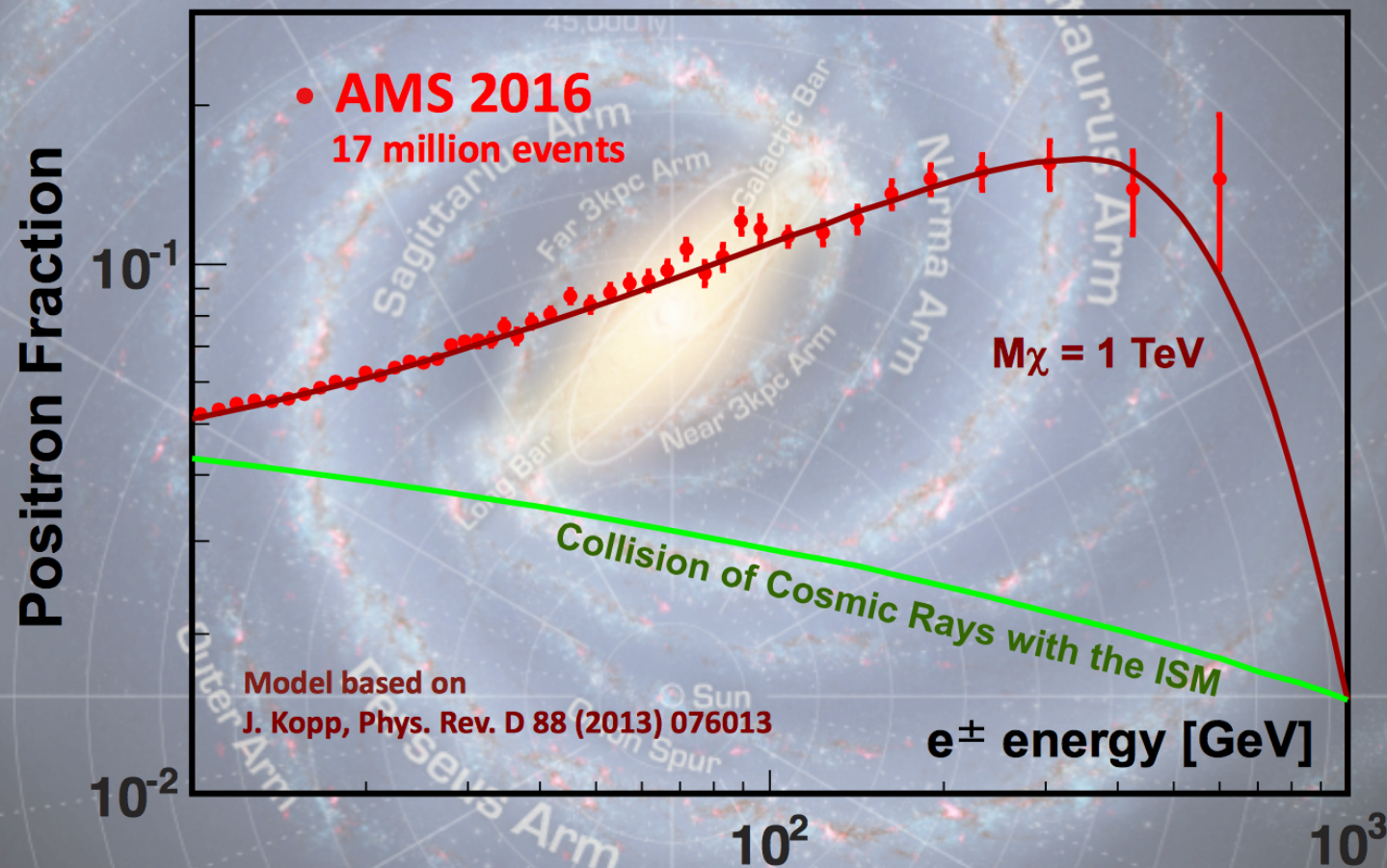
AMS-02 (e^+/e^-)



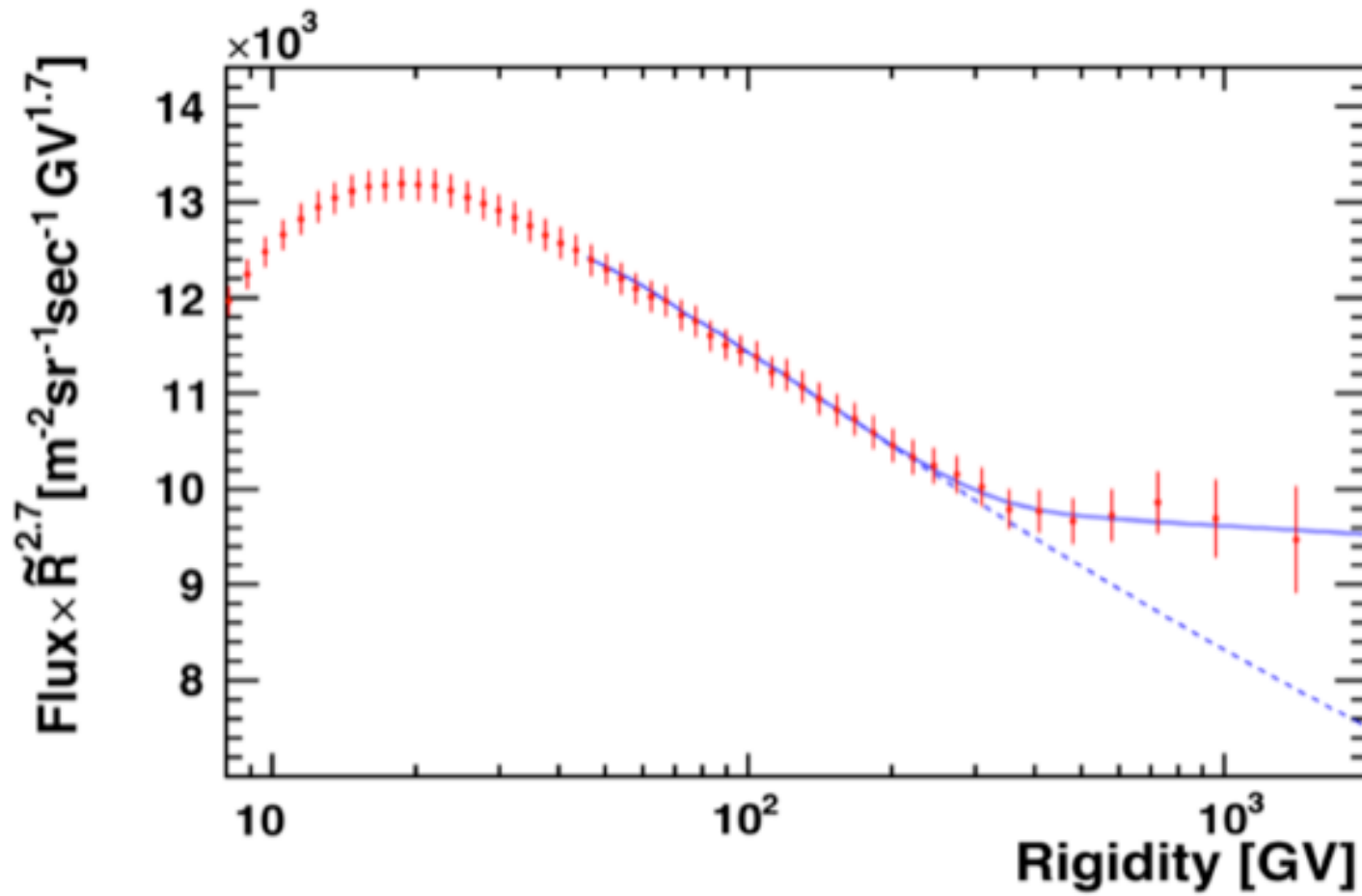
- The e^+ absolute flux as function of E
- Unexplained excess w.r.t. the propagation model
- Two possible explanations:
 - signal of the presence of Dark Matter (problematic)
 - presence of a near Galactic accelerator, as a pulsar

AMS02 – e^+/e^-

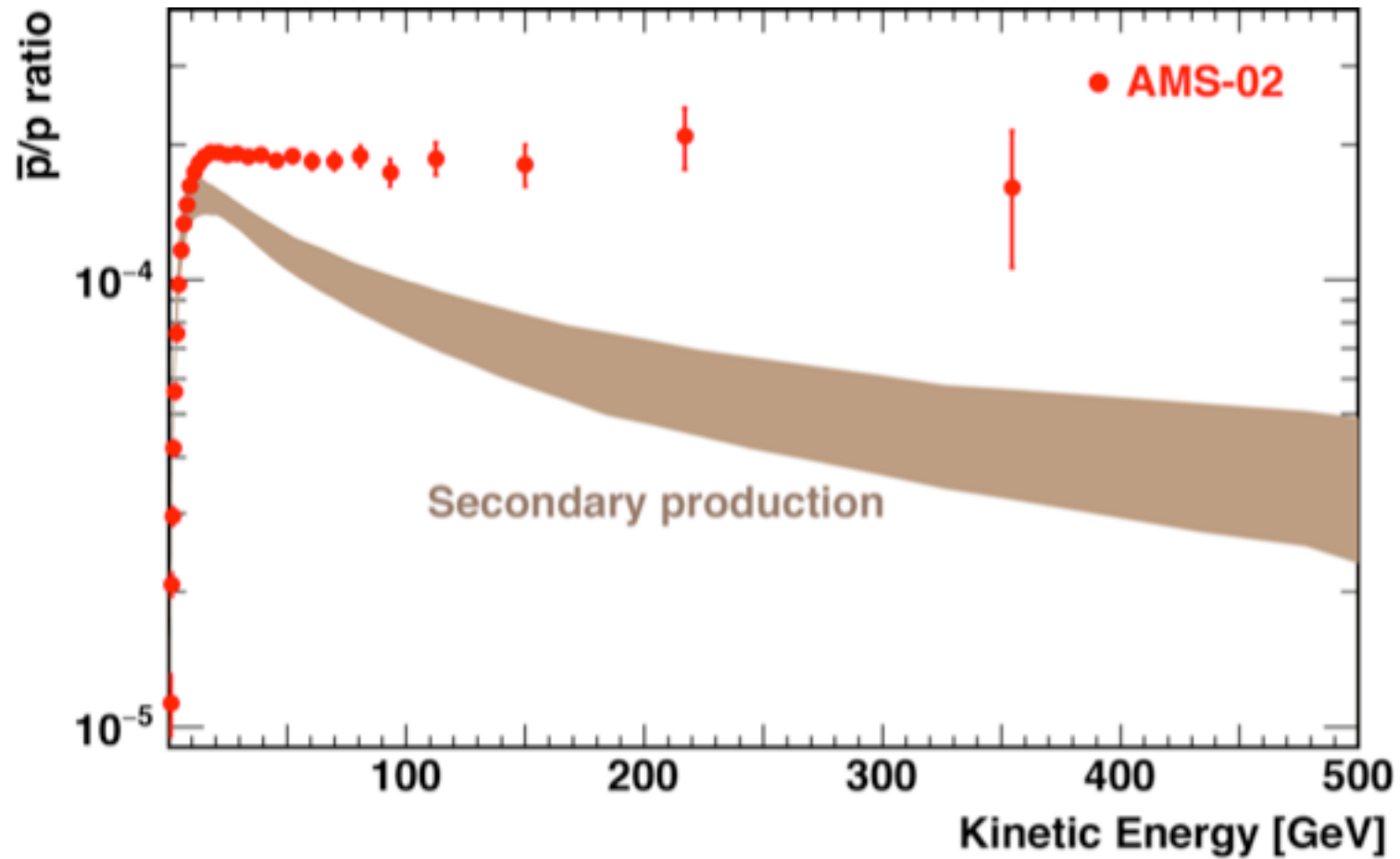
Comparison of the positron fraction measurement with a **Dark Matter** model



AMS02 - protons



AMS02 - antiprotons



The Origin of Cosmic Rays

- **Galactic**

- Ordinary stars (produce $\sim 10^{28}$ J/s)
- Magnetic stars (produce up to 10^{32} J/s)
- Supernovae (produce $\sim 3 \times 10^{32}$ J/s)
- Novae (produce $\sim 3 \times 10^{32}$ J/s)

Origin of Galactic Cosmic Rays

- **Energy output required:**
assume Galaxy is sphere radius 30kpc = 10^{21} m
 $\Rightarrow$ volume = 10^{63} m³
- **Energy density CR** $\sim 10^{-13}$ J m⁻³ (10^{-6} eV m⁻³)
Thus total energy of CR in Galaxy $\sim 10^{50}$ J.
- **Age of Galaxy** $\sim 10^{10}$ years, $\sim 3 \times 10^{17}$ sec
hence av. CR production rate $\sim 3 \times 10^{32}$ J s⁻¹
Particles shortlived, $\Rightarrow$ continuous acceltn.

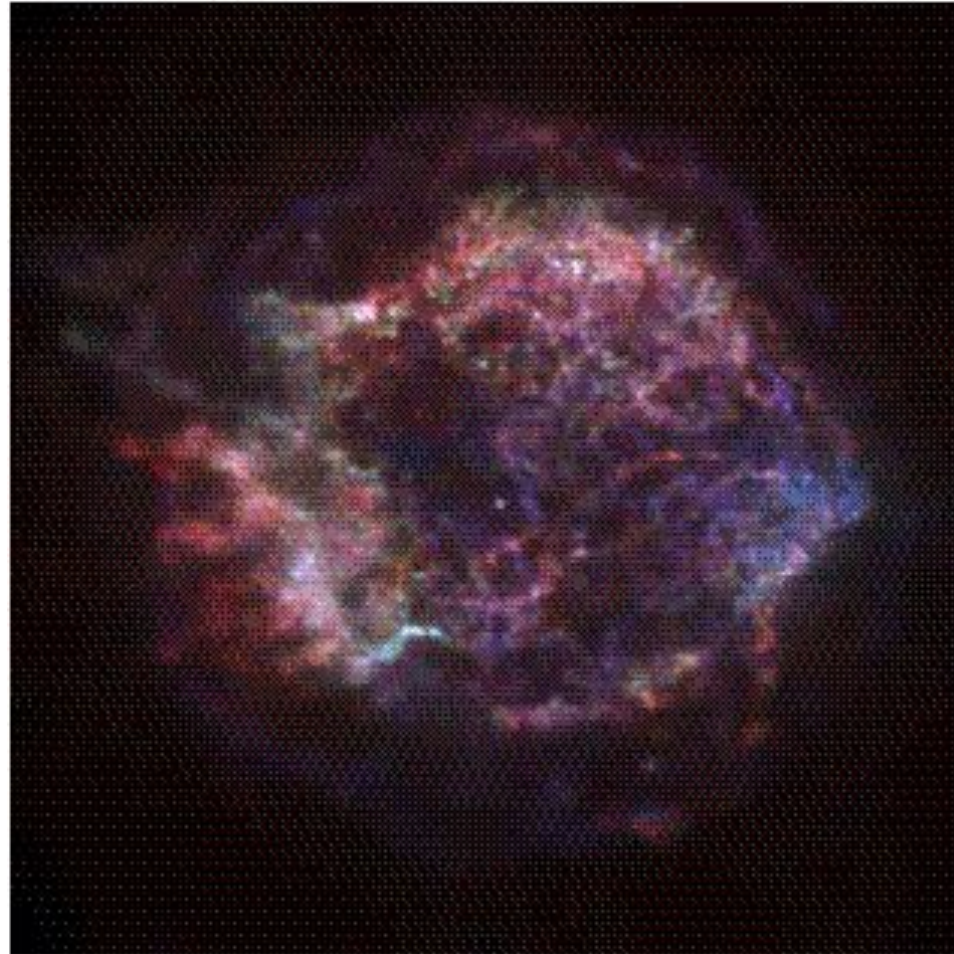
Cosmic Rays from stars

- **Ordinary stars** *Too low!!!* Our Sun emits CR during flares but these have low-E $\sim 10^{17}$ J/s, total 10^{28} J/s (10^{11} stars in Galaxy)
- **Magnetic stars** *Optimistic!!!* Mag field about a million times higher than the Sun so output a million times higher, but only 1% magnetic (and low-E); $\sim 10^{32}$ J/s

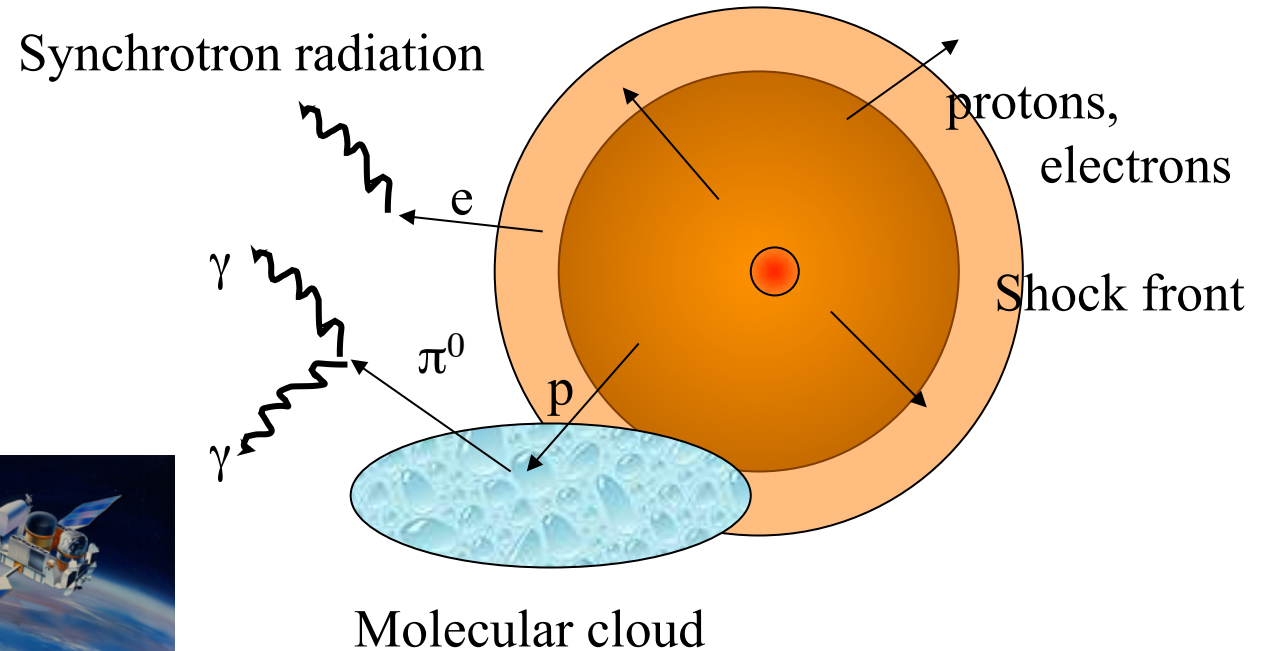
Supernovae

- **Supernovae - *a likely source!***
- Synchrotron radiation observed from SN so we know high energy particles are involved. Total particle energy estimated at $\sim 10^{42}$ J per SN
- Taking 1 SN every 100 years,
=> 3×10^{32} J/s. ***(also, SN produce heavies)***

Supernovae and Remnants



Supernova Remnants



Nearby molecular clouds can provide targets for ions accelerated at the SNR shock. Gamma-rays are then produced by neutral pion decay pointing out the production of hadronic cosmic rays

Supernovae and Cosmic Rays

- Most scientists believe that Galactic CR are accelerated in SNR shocks
- EGRET detected π^0 bump at 68 MeV $\rightarrow$ direct evidence of nucleon-nucleon interactions
- EGRET detected γ -rays from LMC but not SMC $\rightarrow$ CR production varies
- Some EGRET sources could be SNRs, but poor resolution prevented confirmation
- X-ray and TeV observations of SNR show shocked electrons accelerated to CR-energies

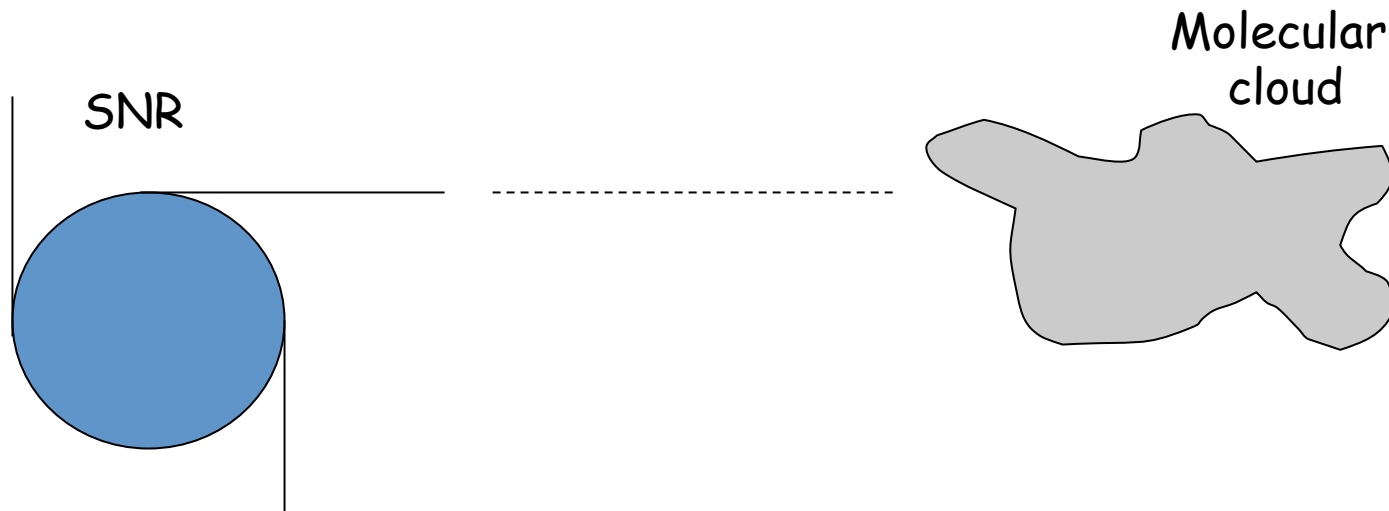
A case by case analysis

- A case by case analysis is needed for each SNR-EGRET source coincident pair.
- There should be, nearby, enhancements of molecular material that could act as target for accelerated protons.
- This material, then, must be excited by the shock.
- Leptonic processes and other candidate sources must be discarded as the origin of the gamma-ray radiation.

Torres et al. [astro-ph/0209565](#),
Supernova Remnants and gamma-ray sources,
Review for the Physics Reports (2002)

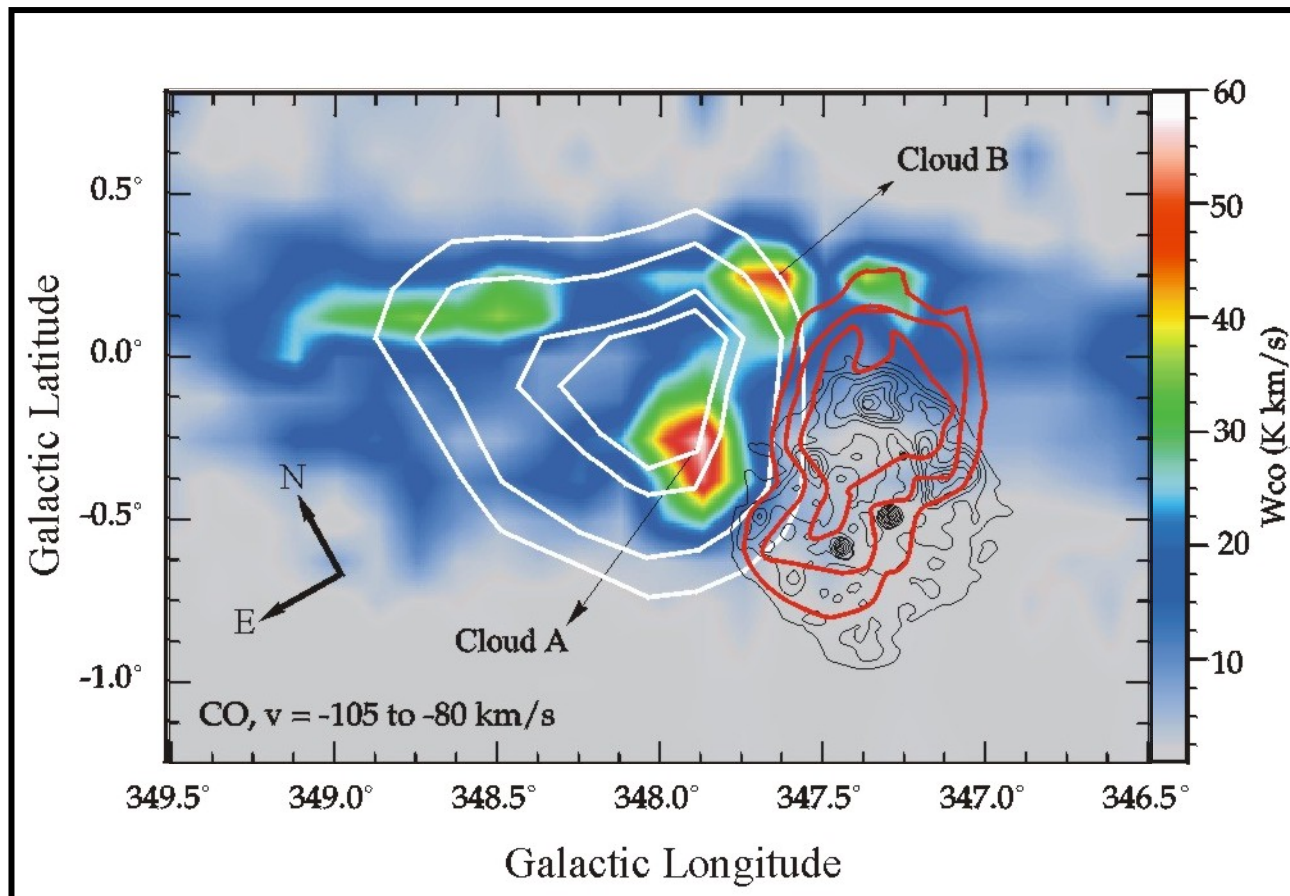
GeV SNR Detection strategy

- Hadronic channel increased
- $F_{\text{SNR}} \sim \rho_{\text{ISM}}$ $F_{\text{nubi}} \sim \varepsilon_{\text{CR}} = 1\text{eV/cm}^3$



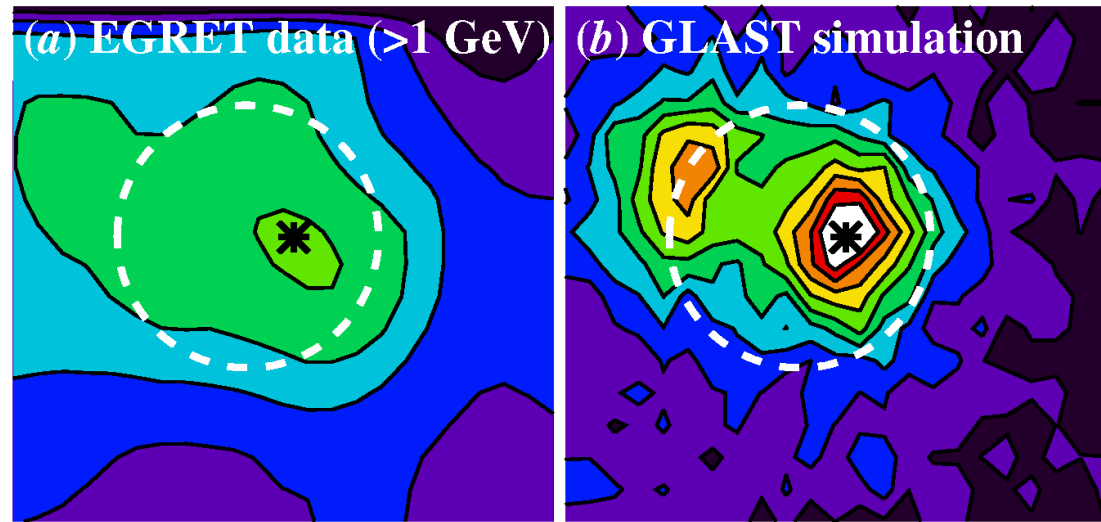
- Molecular cloud near SNR $\rightarrow \varepsilon_{\text{CR}} \gg 1\text{eV/cm}^3$
- $R = \text{CO}(J=2 \rightarrow 1) / \text{CO}(J=1 \rightarrow 0)$
- $R \sim 0.7$, but $R \rightarrow 2.5$ for excited clouds

Supernovae



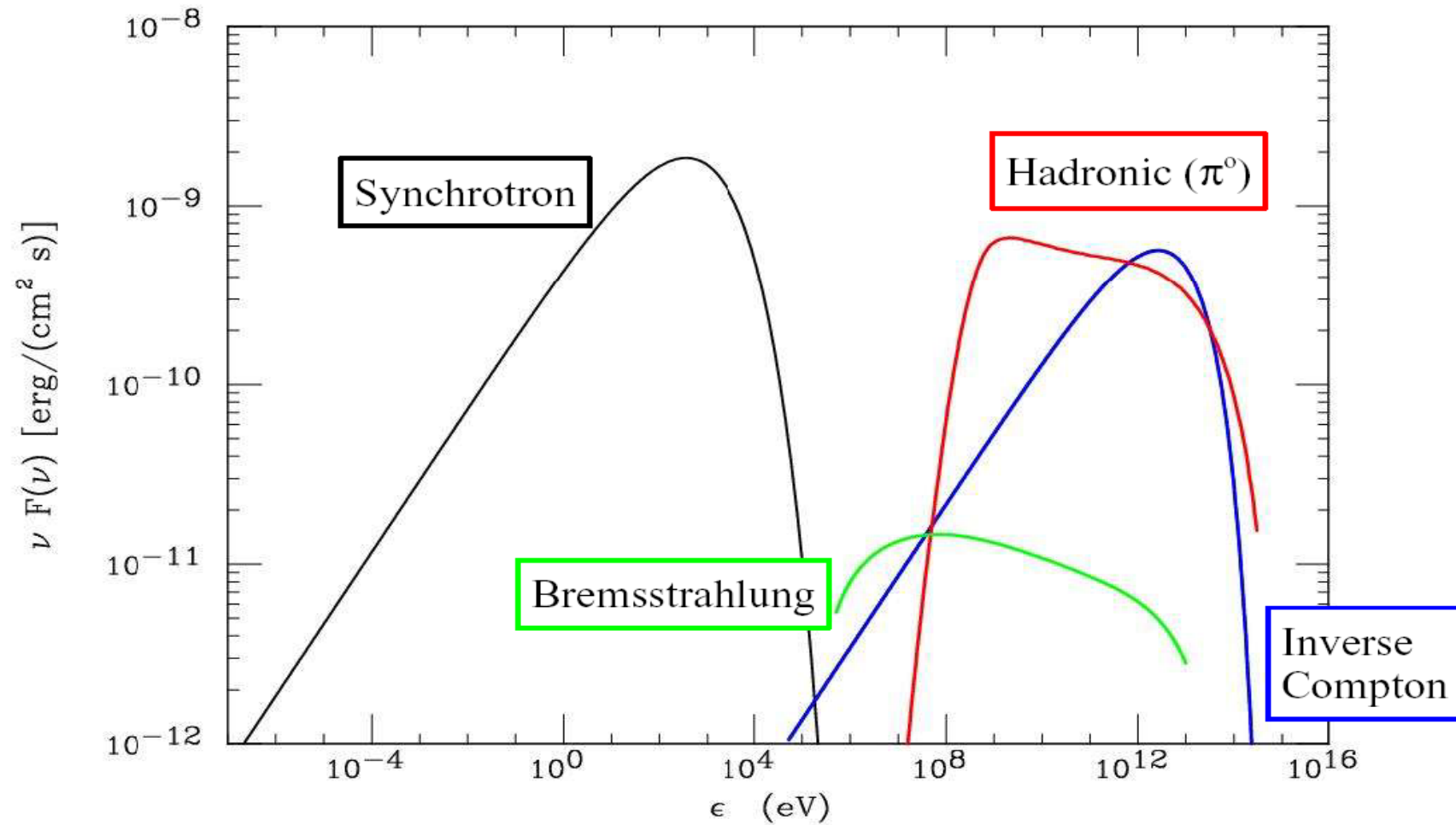
SNR and cosmic rays

- For SNR candidates, the LAT sensitivity and resolution will allow mapping to separate extended emission from the SNR from possible pulsar components.
- Energy spectra for the two emission components may also differ.
- Resolved images will allow observations at other wavelengths to concentrate on promising directions.

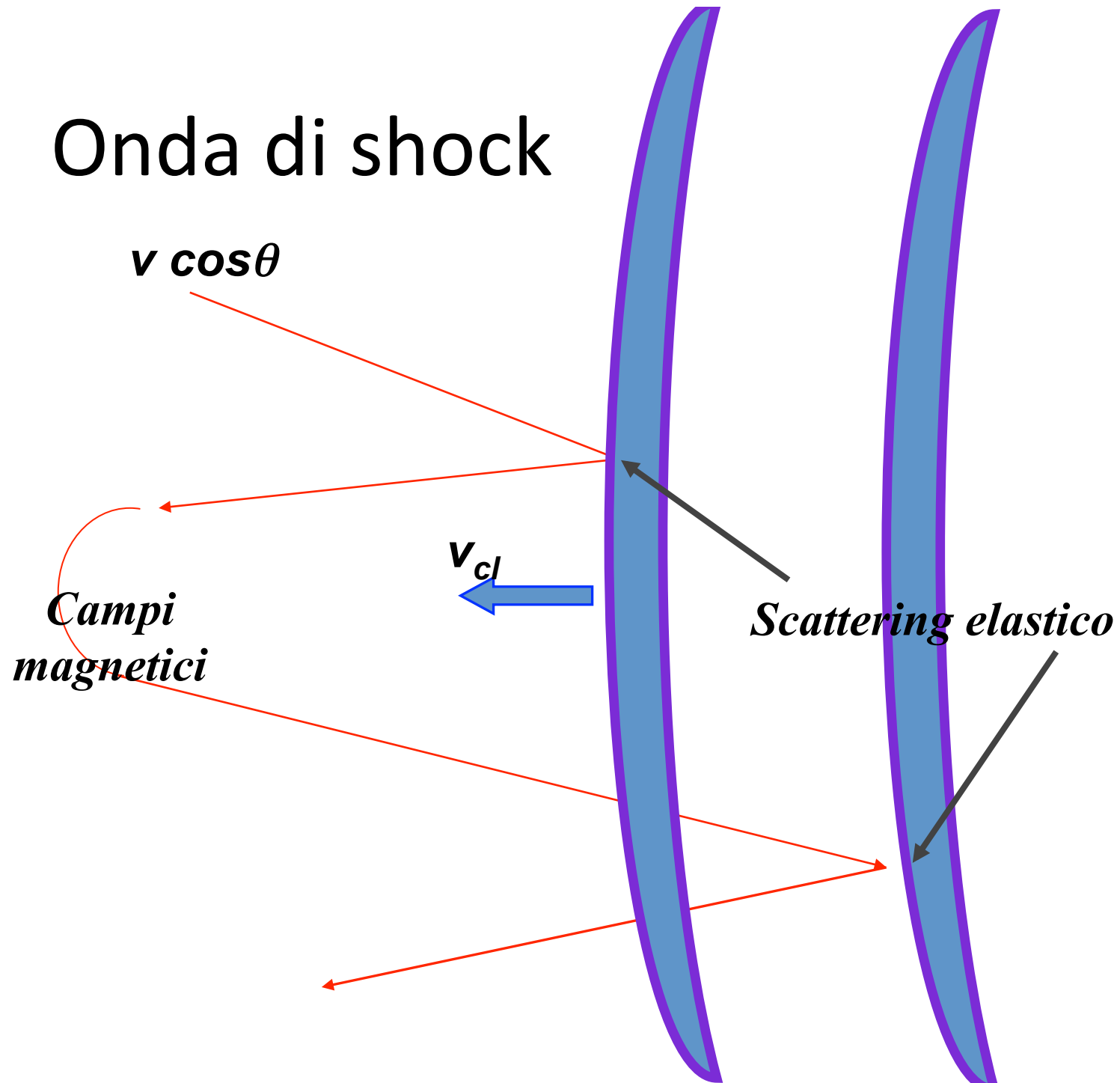


(a) Observed (EGRET) and (b) simulated LAT (1-yr sky survey) intensity in the vicinity of γ -Cygni for energies >1 GeV. The coordinates and scale are the same as in the images of γ -Cygni in the box at left. The dashed circle indicates the radio position of the shell and the asterisk the pulsar candidate proposed by Brazier et al. (1996).

Supernova Remnants



Onda di shock

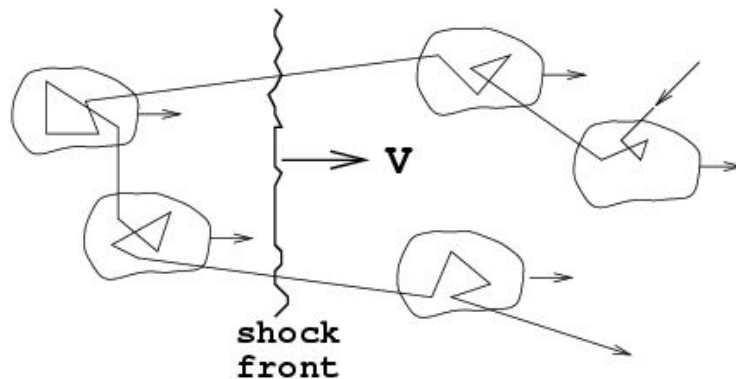


1st order Fermi mechanism

- Basic principles:
 - Strong shock
 - Scattering by irregularities

1st order :
acceleration in strong shock waves
(supernova ejecta, RG hot spots...)

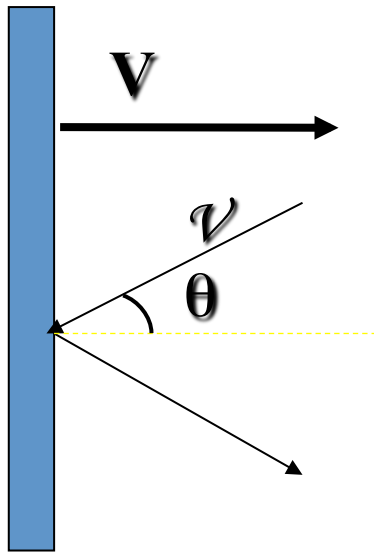
shock frame



$$\left\langle \frac{\Delta E}{E} \right\rangle = \frac{4}{3} \left(\frac{v}{c} \right)$$

$$\frac{\Delta E}{E} \sim \beta \quad \beta = \frac{v}{c} \lesssim 10^{-1}$$

Incremento di energia in urto con onda di shock



- *Onda di shock* = perturbazione che si propaga con velocità $V >$ velocità del suono nel mezzo.
 - Assumeremo l'approssimazione di onda piana e con massa $M \gg$ massa particella
 - L'urto è elastico nel SR di quiete di un osservatore sull'onda di shock (S').
-
- **Considereremo il processo nei due SR:**
 - S = Sistema di riferimento dell'osservatore
 - S' = Sistema di riferimento dell'onda di shock

SR osservatore

SR onda shock

■ Quadrimpulso particella

$$(E, p_x)$$

$$(E', p'_x)$$

$$\begin{aligned} E' &= \gamma(E + Vp_x) \\ p'_x &= \gamma(p_x + \frac{V}{c^2} E) \end{aligned}$$

■ Urto elastico:

$$\begin{aligned} E' &\xrightarrow{\text{urto}} E' \\ p'_x &\xrightarrow{\text{urto}} -p'_x \end{aligned}$$

■ Conseguenze dell'urto:

$$E = \gamma(E' - Vp'_x) \xrightarrow{\text{urto}} \gamma(E' - V(-p'_x)) \equiv E^*$$

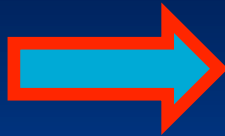
■ dove E^* = energia della particella dopo l'urto:

$$E^* \equiv \gamma(E' - V(-p'_x))$$

$$E^* = \gamma \left[\gamma(E + Vp_x) + V\gamma(p_x + \frac{V}{c^2} E) \right]$$

- Ricordando che:

$$\begin{aligned} p_x &= mv\gamma \cos \theta \\ E &= mc^2 \gamma \end{aligned}$$



$$\frac{p_x}{E} = \frac{mv\gamma \cos \theta}{mc^2 \gamma} = \frac{v}{c^2} \cos \theta$$

$$E^* = \gamma \left[\gamma(E + Vp_x) + V\gamma(p_x + \frac{V}{c^2} E) \right] = \gamma^2 \left[(E + 2Vp_x + \frac{V^2}{c^2} E) \right] =$$

$$= \gamma^2 E \left[1 + 2V \frac{p_x}{E} + \frac{V^2}{c^2} \right] = \gamma^2 E \left[1 + 2V \frac{v \cos \theta}{c^2} + \frac{V^2}{c^2} \right] \stackrel{Taylor}{\cong}$$

$$= \left(1 + \frac{V^2}{c^2} \right) E \left[1 + 2V \frac{v \cos \theta}{c^2} + \frac{V^2}{c^2} \right] \stackrel{Taylor}{\cong}$$

$$\stackrel{2^a \text{ ordine}}{=} E \left[1 + 2 \frac{Vv \cos \theta}{c^2} + 2 \frac{V^2}{c^2} \right]$$

- L'energia guadagnata dalla particella nell'urto con l'onda di shock nel sistema S (Galassia):

$$\Delta E = E^* - E = \left[2 \frac{V v \cos \theta}{c^2} + 2 \frac{V^2}{c^2} \right] \cdot E$$

$$\underset{v \approx c}{\cong} \left(2 \frac{V \cos \theta}{c} \right) \cdot E$$

$$\frac{\Delta E}{E} = \frac{E^* - E}{E} = \left(2 \frac{V \cos \theta}{c} \right)$$

- In altri termini, il rapporto tra energia finale e iniziale è >1 nel caso in cui la particella si diriga contro l'onda ($\cos \theta > 0$) :

$$\frac{E^*}{E} = \left(1 + 2 \frac{V}{c} \cos \theta \right)$$

- Mediando (ossi, integrando) su tutti gli angoli per cui $\cos \theta > 0$:

$$\langle \cos \theta \rangle = \frac{\int_0^1 \cos \theta \cdot \cos \theta d\theta}{\int_0^1 \cos \theta d\theta} = \frac{2}{3}$$

$$\left\langle \frac{E^*}{E} \right\rangle = \left(1 + \frac{4}{3} \frac{V}{c} \right) = \mathbf{B}$$

$$\langle E^* \rangle = \mathbf{B} \langle E \rangle$$

eq. 4.1

Accelerazione ricorsiva

- Dalla eq. 4.1 abbiamo ottenuto che in ogni urto frontale, la particella guadagna energia:
- La particella inoltre rimane nella zona di accelerazione con una certa probabilità P
- Dopo k collisioni:

$$E^f = \mathbf{B} \cdot E_o$$

$$P$$

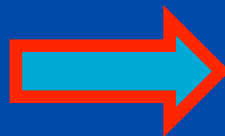
■ Energia in possesso della particella

■ Numero di particelle con energia E

$$E = E_o \mathbf{B}^k$$

$$N = N_o P^k$$

$$\begin{aligned} \ln(E / E_o) &= k \ln B \\ \ln(N / N_o) &= k \ln P \end{aligned}$$



$$\frac{\ln(N / N_o)}{\ln(E / E_o)} = \frac{\ln P}{\ln B} \equiv \alpha$$

eq. 4.2

$$\frac{N}{N_o} = \left(\frac{E}{E_o} \right)^\alpha$$

eq. 4.3

- La formula trovata si riferisce al numero N di particelle con energia $>E$, ossia $N=N(>E)$ è la funzione integrale di:

$$\frac{dN(E)}{dE} \propto E^{\alpha-1}$$

eq. 4.4

- La 4.4 rappresenta la distribuzione differenziale del numero di particelle in un certo intervallo di energia.
- La 4.4 ha la forma di uno spettro di potenza, con $\gamma=\alpha-1$.
- Questo è quanto cercavamo per lo spettro (osservato) dei RC. Il problema è ora determinare il valore di γ . Dalla 4.2:

$$\gamma = \alpha - 1 = \frac{\ln P}{\ln B} - 1$$

eq. 4.5

- Quindi, occorre determinare il valore del rapporto tra $\ln P/\ln B$

Stima del coefficiente $\alpha = \ln P / \ln B$

- Flusso di particelle relativistiche VERSO il fronte d'onda:

$$F[s^{-1}] = \rho[cm^{-3}] \cdot c[cm/s] \cdot A[cm^2]$$

- Le particelle nella regione *downstream* non vengono di nuovo accelerate. Il flusso di queste particelle verso sinistra è:

$$F' = \rho \cdot v_s \cdot A$$

- La probabilità che il RC oltrepassi il fronte d'onda e venga persa (ossia NON venga riaccelerato):

$$\bar{P} = \frac{F'}{F} = \frac{\rho \cdot v_s \cdot A}{\rho \cdot c \cdot A} = \frac{v_s}{c}$$

- La probabilità che il RC rimanga nella regione di accelerazione:

$$P = 1 - \bar{P} = 1 - \frac{v_s}{c}$$

eq. 4.6

Il valore stimato di α

- $\gamma(\alpha)$ definito dalla eq. 4.5:

$$\gamma = \alpha - 1 = \frac{\ln P}{\ln B} - 1$$

- L'equazione 4.6

$$P = 1 - \bar{P} = 1 - \frac{v_s}{c}$$

- B dalla eq. 4.1, con $V = 3/4 v_s$

$$\left\langle \frac{E^*}{E} \right\rangle = \left(1 + \frac{4V}{3c} \right) = \left(1 + \frac{4(3/4)v_s}{3c} \right) \mathbf{B}$$

- Quindi, se $(V/c) \ll 1$:

$$\alpha = \frac{\ln P}{\ln B} = \frac{\ln\left(1 - \frac{v_s}{c}\right)}{\ln\left(1 + \frac{v_s}{c}\right)} \stackrel{Taylor}{\cong} -\frac{\frac{v_s}{c}}{\frac{v_s}{c}} = -1.0$$

e quindi

$$\gamma = \alpha - 1 = -2$$

eq. 4.7

Spettro energetico alle sorgenti

- Il modello di Fermi **predice** quindi uno spettro energetico delle particelle in prossimità delle sorgenti (eq. 4.4) del tipo:

$$\frac{dN(E)}{dE} \propto E^{\alpha-1} = E^{-2}$$

- Si tratta di una predizione che si accorda coi dati sperimentali.
La pagina seguente riporta una slide già vista:
- Occorre ora mostrare che:
 - L'energetica delle SN riesce a spiegare tutta l'energia associata ai RC
 - La velocità dell'onda di shock NON è relativistica
 - Come le particelle vengono fatte “rimbalzare” verso l'onda di shock
 - La massima energia cui si può giungere con questo modello

Spettro dei RC alle sorgenti

- Il risultato appena ottenuto è estremamente importante, perché permette di avere informazioni sullo spettro energetico dei RC alle sorgenti.
- Poiché il flusso dei RC sulla Terra è stazionario, vi deve essere equilibrio tra:
 - Spettro energetico misurato: $\Phi(E) \propto E^{-2.7} (erg / cm^3 \cdot GeV)$
 - Spettro energetico alle Sorgenti: $Q(E) \propto E^{-?} (erg / s \cdot GeV)$
 - Probabilità di diffusione: $\tau(E) \propto E^{-0.6} (s)$

Parametri caratteristici di un'onda di shock da Supernova

- Osservazioni di Supernovae (da altre Galassie):
 $1/\tau = 1 \text{ SN} / 30 \text{ anni}$
- Energia emessa sotto forma di energia cinetica:
 $K = 10^{51} \text{ erg}$
- Massa caratteristica delle Supernovae:
 $M = 10 M_{\odot} (= 10 \times 2 \times 10^{33} \text{ g})$
- “Potenza” alimentata dalle esplosioni di SN:
 $W = K/\tau = 10^{51} / 30(3 \times 10^7 \text{ s}) = 10^{42} \text{ erg/s}$
- Velocità di propagazione dell'onda di shock:

$$V = \sqrt{\frac{2K}{M}} = \sqrt{\frac{2 \cdot 10^{51} \text{ erg}}{10 \cdot (2 \cdot 10^{33} \text{ g})}} = 3 \cdot 10^8 \text{ cm/s} \quad \Rightarrow \quad \boxed{\frac{V}{c} = 10^{-2}} \quad \text{eq. 4,8}$$

Massima energia per i RC da SN

- Incremento di energia in un singolo urto (eq.4.1):

$$\langle E \rangle = \mathbf{B} \langle E_o \rangle = \left(1 + \frac{4V}{3c} \right) \langle E_o \rangle$$

$$\Delta E = \langle E \rangle - \langle E_o \rangle = \frac{4V}{3c} \langle E_o \rangle = \eta \langle E_o \rangle; \quad \eta \approx 10^{-2}$$

- Tempo che intercorre tra due urti successivi: T_{ciclo} ;
- Numero massimo di urti possibili: $N_{cicli} = T_{OS} / T_{ciclo}$;
- La massima energia raggiungibile è dunque:

$$E_{max} = N_{cicli} \Delta E = \frac{\eta E_o \cdot T_{OS}}{T_{ciclo}}$$

eq. 4.11

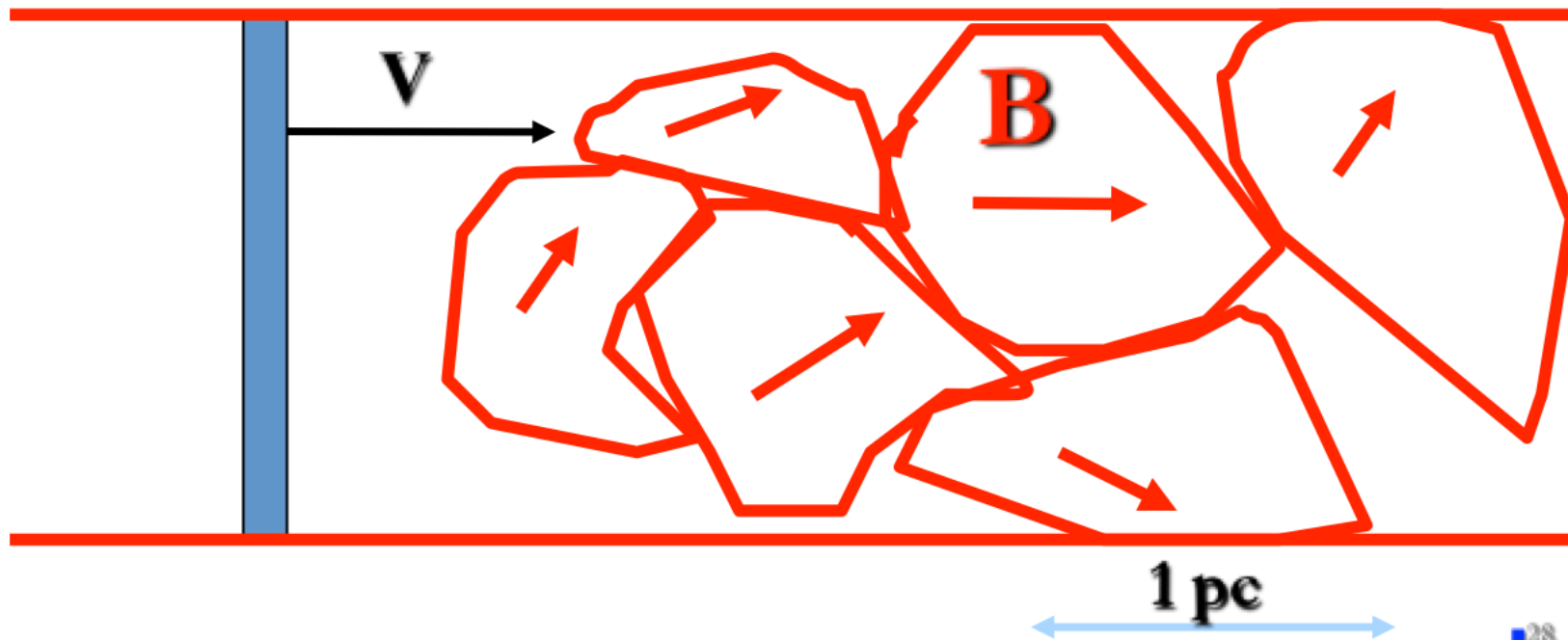
- Occorre dunque stimare il parametro T_{ciclo} ;

Stima di T_{ciclo}

$$T_{\text{ciclo}} = \frac{\lambda_c}{V}$$

λ_c = Lunghezza caratteristica della particella
confinata = raggio di Larmoor nel
campo magnetico Galattico

$$\lambda_c \approx r_L = \frac{E}{ZeB}$$



- Se assumiamo: $\lambda_c \approx r_L = \frac{E}{ZeB}$
- Allora: $T_{ciclo} = \frac{\lambda_c}{V} = \frac{E}{ZeBV}$

- Possiamo determinare la massima energia (eq. 4.11):

$$E_{\max} = N_{cicli} \Delta E = \frac{\eta E \cdot T_{os}}{T_{ciclo}} \longrightarrow E_{\max} = \frac{\eta E \cdot T_{os}}{T_{ciclo}} = \cancel{\eta E} \left(\frac{ZeBV}{\cancel{E}} \right) \cdot T_{os}$$

$$\longrightarrow \eta = \frac{4}{3} \frac{V}{c} \longrightarrow E_{\max} = \frac{4}{3} \frac{ZeB}{c} V^2 \cdot T_{os}$$

$$B = 3 \times 10^{-6} G$$

$$V = 5 \times 10^8 cm/s$$

$$T_{os} = 10^3 y = 3 \times 10^{10} s$$

$$E_{\max} = \frac{4}{3} \frac{ZeB}{c} V^2 \cdot T_{os} = 480 \cdot Z \quad erg = 3 \times 10^{14} Z \quad eV$$

$$E_{\max} = 300 \times Z \quad TeV$$

eq. 4.12

Conclusioni circa il modello

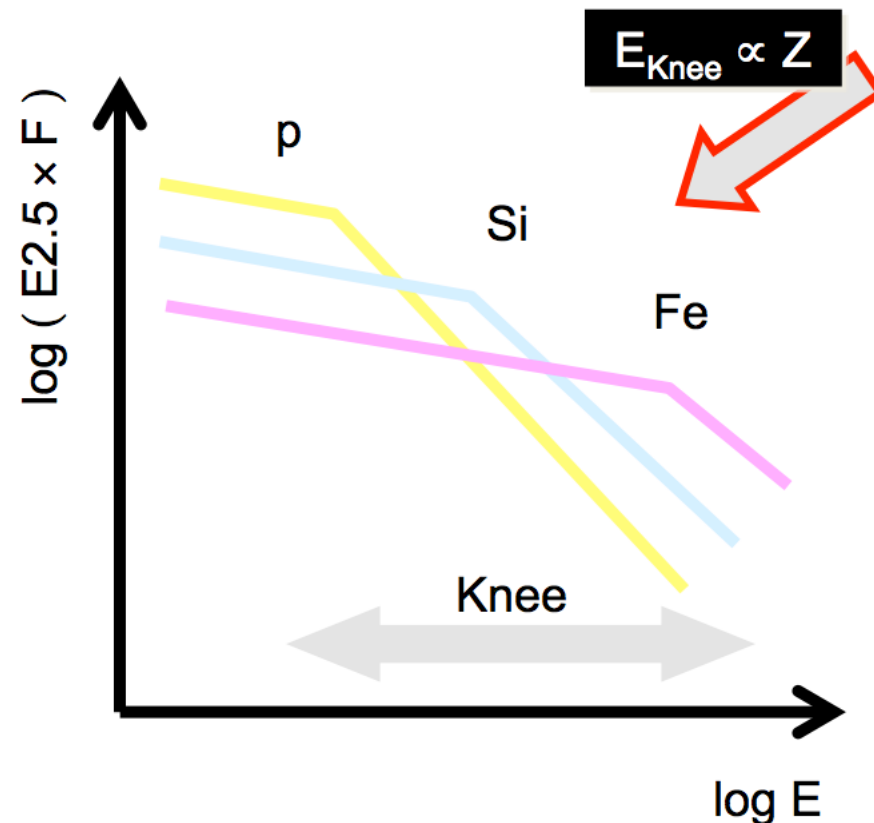
- Il modello di accelerazione dei RC da parte di SN fonda la sua giustificazione sulla concordanza tra energia cinetica emessa (10^{42} erg/s) e la “potenza” sotto forma di RC nella Galassia:
 $W_{\text{CR}} = 5 \times 10^{40}$ erg/s
- Un meccanismo che trasferisca il $\sim 5\%$ di energia verso particelle relativistiche (RC) è sufficiente per spiegare i RC galattici sino ad energie $\sim 10^{15}$ eV.
- Il meccanismo di Fermi ha proprio una efficienza $\eta = \frac{V}{c} \cong 5 \times 10^{-2}$
- Nella regione di accelerazione, lo spettro energetico dei RC è descritto da una legge di potenza:

$$\frac{dN(E)}{dE} \propto E^{\alpha-1} = E^{-2}$$

- La legge di potenza alla sorgente del tipo E^{-2} si confronta con l'osservazione sperimentale di uno spettro del tipo $E^{-2.7}$ sulla Terra, tenendo conto della probabilità di fuga dalla Galassia vs. E
- L'energia *massima* che i RC possono acquisire in queste regione di accelerazione è

$$E_{\max} = 300 \times Z \quad TeV$$

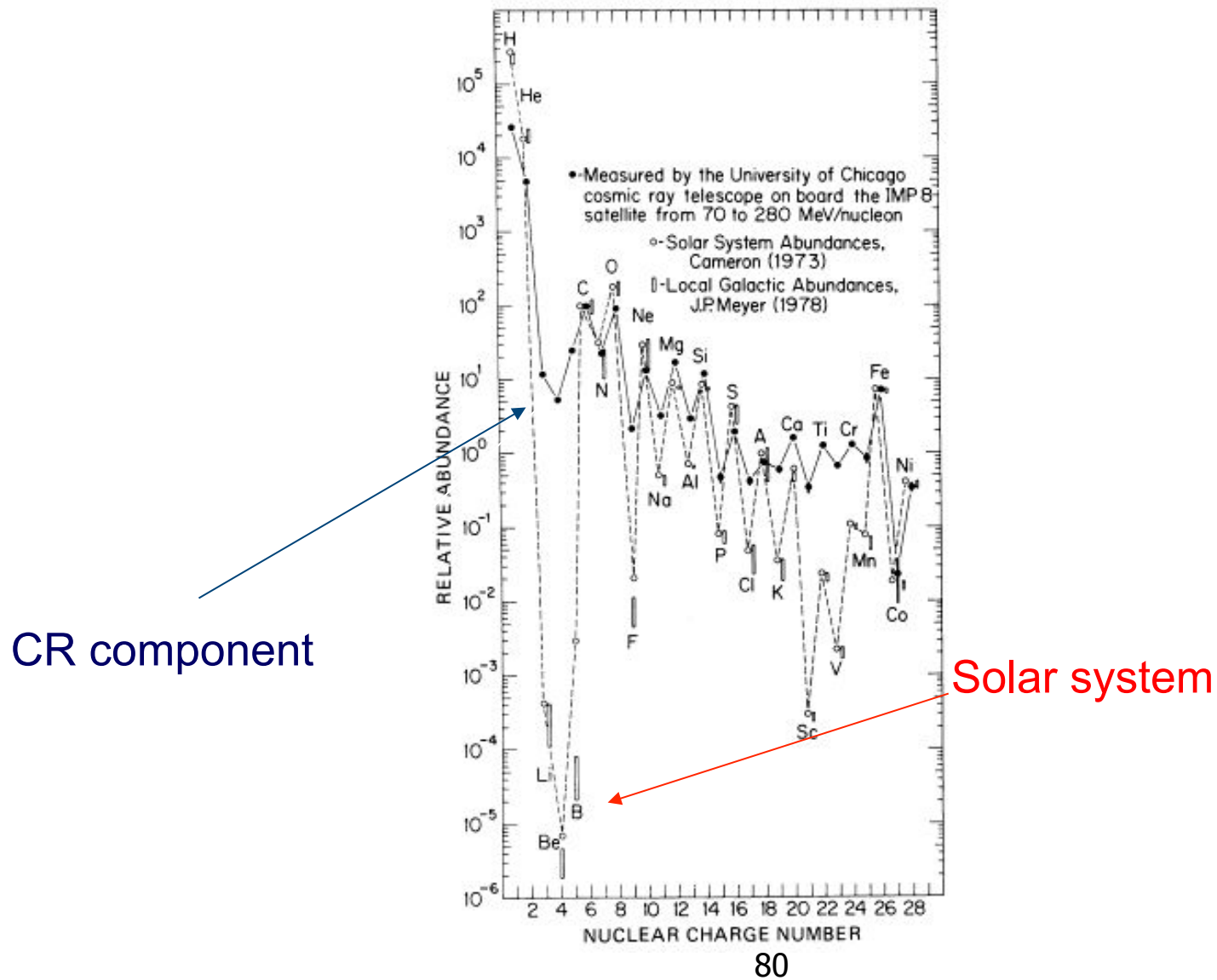
- In corrispondenza di questa energia, si trova una struttura nello spettro osservato (ginocchio). La previsione del modello è che il ginocchio dipende dalla rigidità (ossia, da Z) della particella



Astrofisica Nucleare e Subnucleare

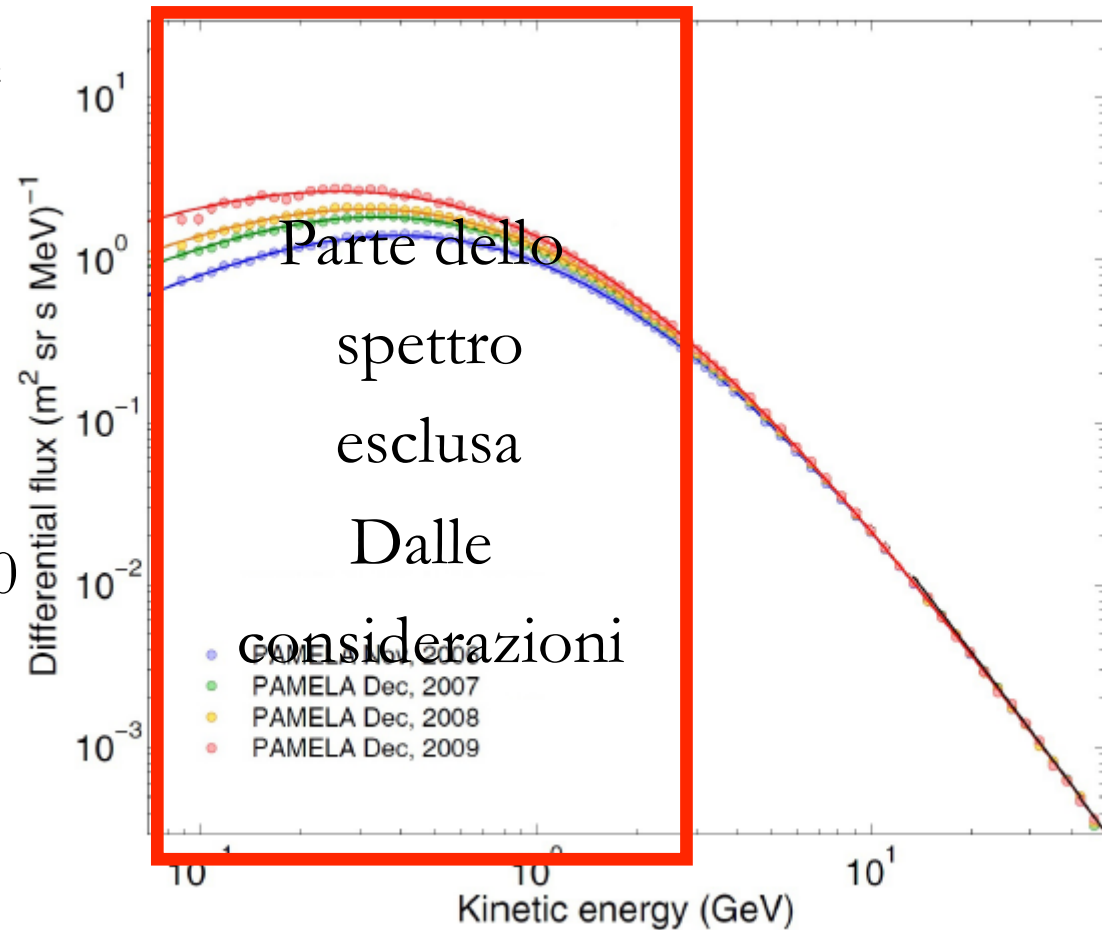
Propagazione di Raggi Cosmici

CR observations



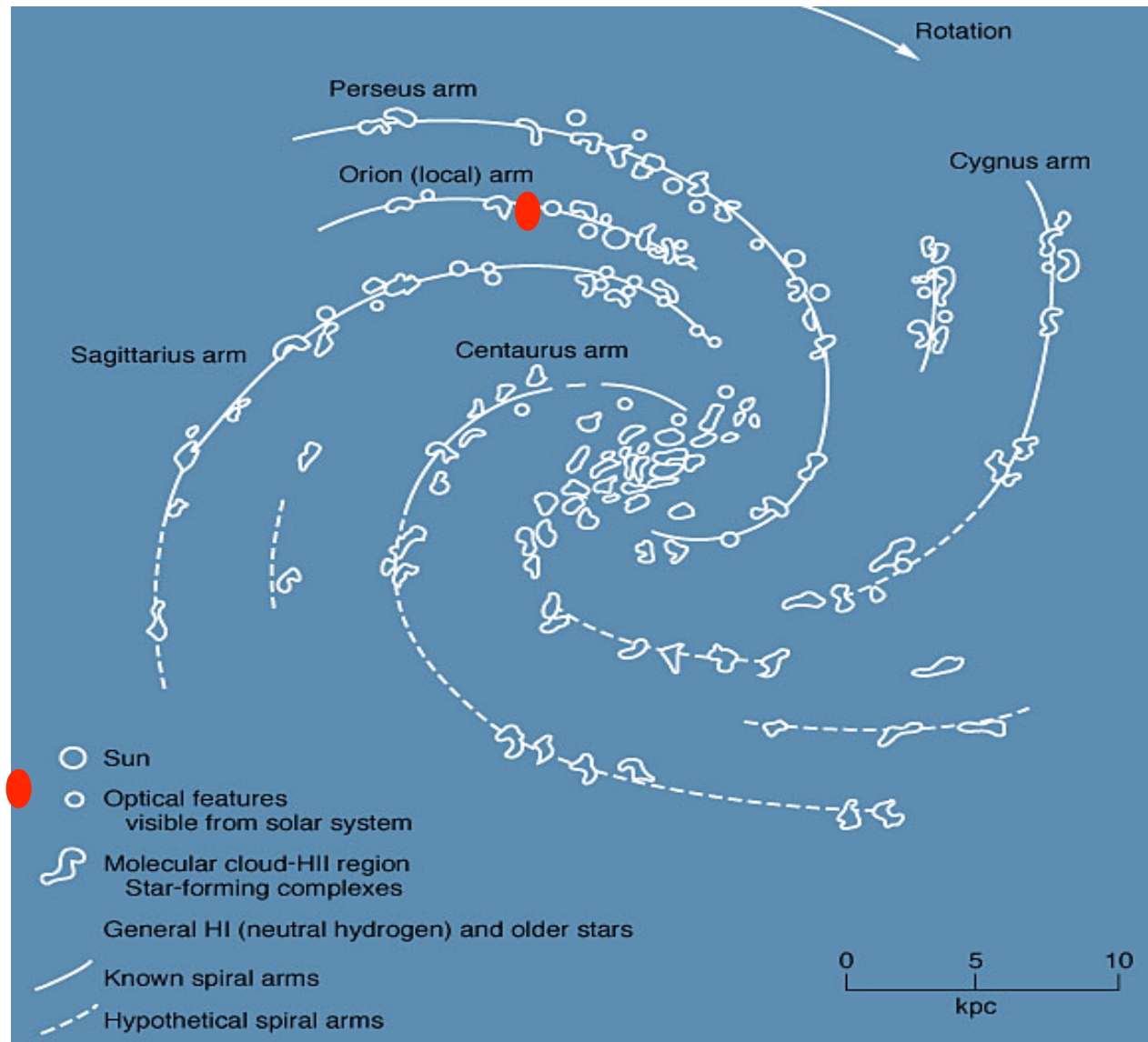
Modulazione dei RC di bassa energia dovuta al ciclo del Sole

- Variazioni del ciclo solare per energie $< \sim 3$ GeV
- Cfr dati di PAMELA
- RC con $E > 3$ GeV non affetti dal ciclo solare
- Flusso di RC di bassa energia (> 1 GeV): ~ 1000 p/(m²s sr).

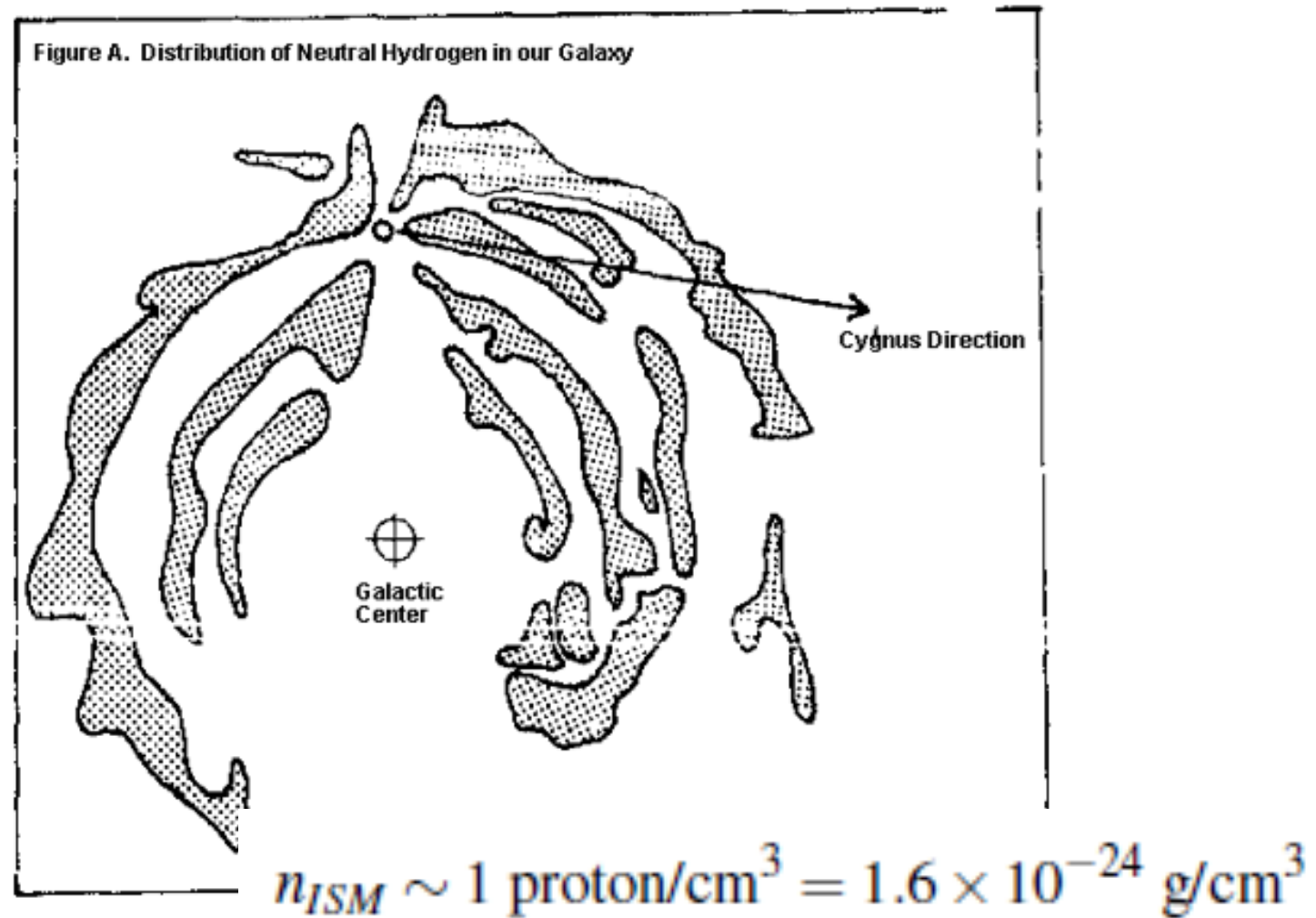


La Galassia

- Il gas interstellare o intragalattico (GI) è il mezzo in cui si formano le stelle.
- Contribuisce per il 5% alla massa della Galassia



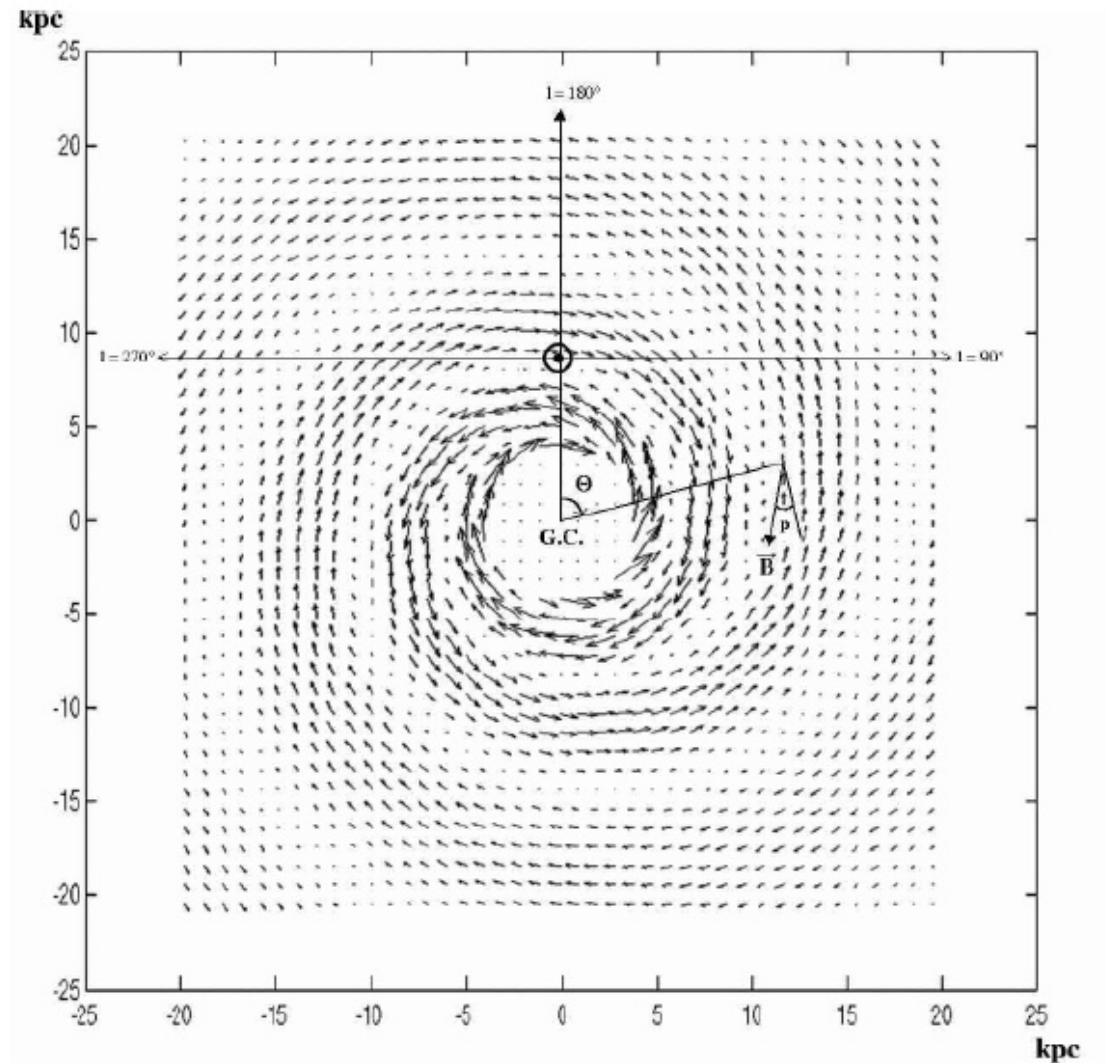
Distribuzione di idrogeno neutro nella Galassia



Copyright (c) 1997 by Michael

Il campo magnetico galattico

- Si misura tramite la polarizzazione della luce delle stelle
- Intensità media:
3-4 μGauss
- Coerenti su scale di
1-10 pc



Nubi Gassose

- Scoperte con astronomia radio
- Il gas viene riscaldato da vari meccanismi:
 - Esplosioni di SN
 - Radiazione U.V. da stelle giganti
 - Eccitazione/ionizzazione da RC
- Si raffredda con altri meccanismi:
 - Bremsstrahlung (gas caldi, $K > 10^7$ K)
 - Diseccitazione 10^4 K $< T < 10^7$ K
 - Emissione termica

Densità media del mezzo Interstellare

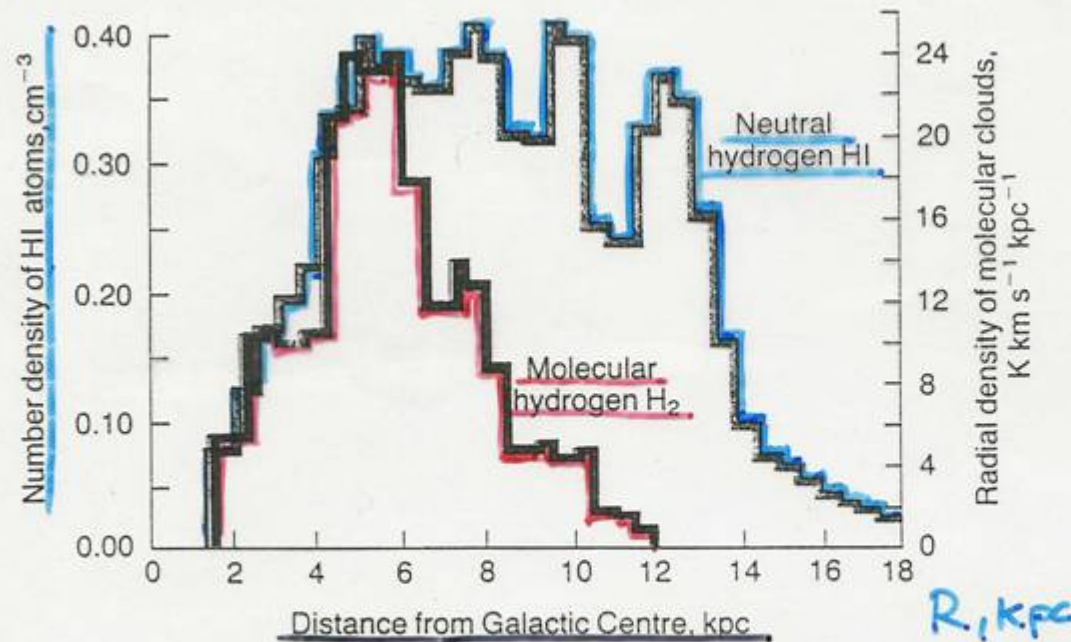


Figure 17.2. The radial distribution of atomic and molecular hydrogen as deduced from radio surveys of the Galaxy in the 21-cm line of atomic hydrogen and from millimetre surveys of the molecular emission lines of carbon monoxide, CO. (After D. Michalis and J. Binney (1981). *Galactic astronomy: structure and kinematics*, pp. 535, 554. San Francisco: W.H. Freeman and Co.)

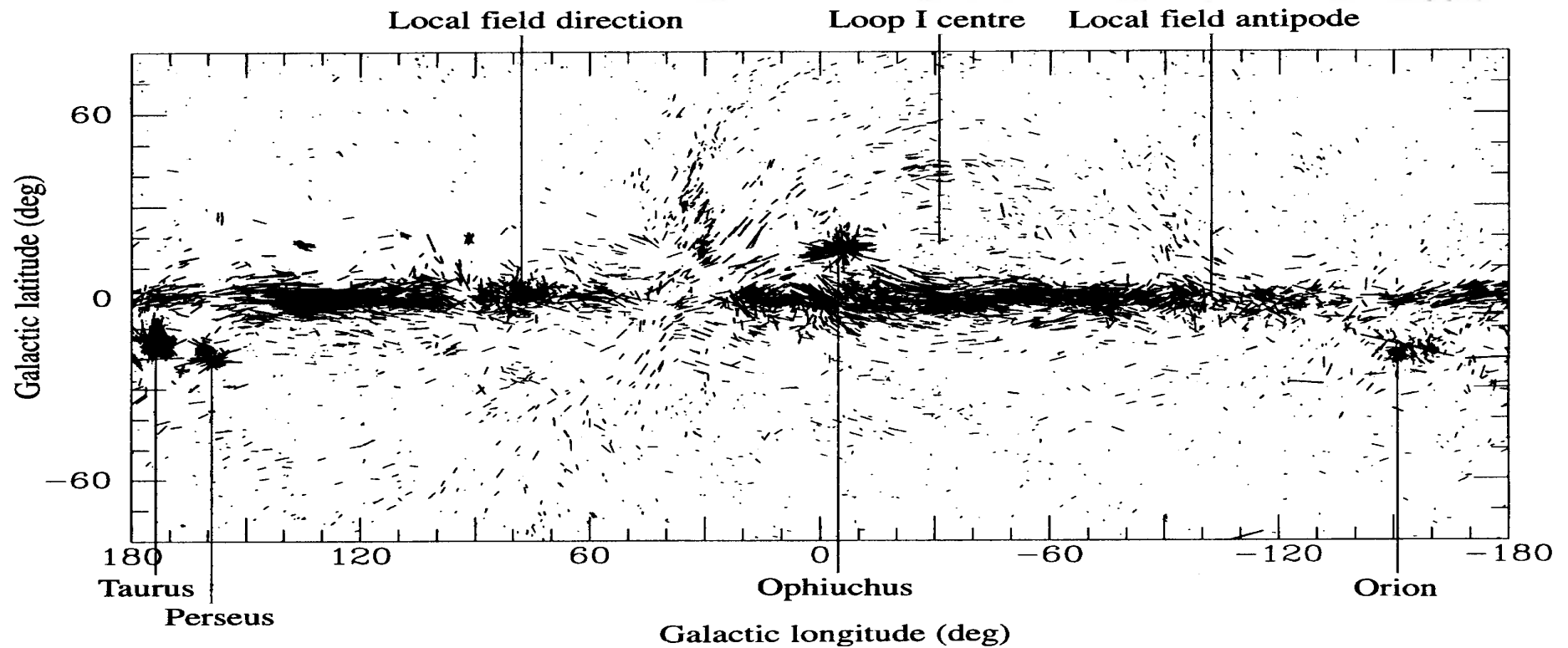
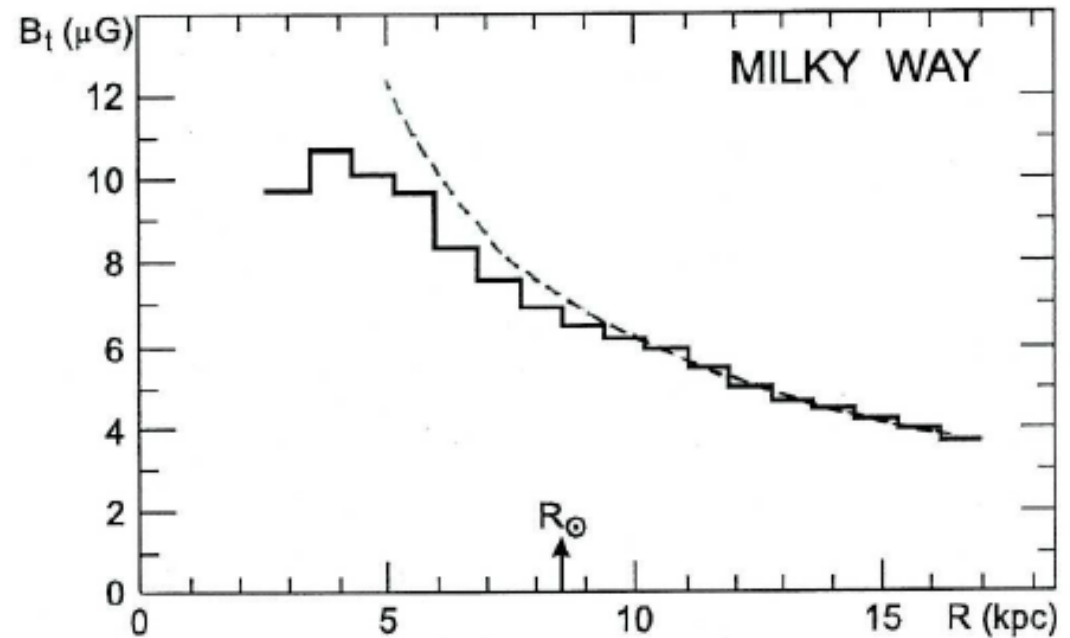
- Figura 17.2 libro

$$\rho_{\text{ISM}} = 1 \text{ p/cm}^3 = 1.6 \times 10^{-24} \text{ g/cm}^3$$

NOME	IL MEZZO	INTERSTELLARE				
	COSTITUENTI	Rivelati da...	VOLUME e MASSA del Mezzo Int.		$N_{\text{cm}^{-3}}$	T (K)
MOLECOLARI NUBI	H_2, CO CS etc	Linee molecolari Emiss. Polveri	~0.5%	40%	1000	10
NUBI DI H NUBI DIFFUSE	$\text{H}, \text{C}, \text{O}$ neutri	linea di 21 cm Linee Assorbim.	5%	40%	1-100	80
INTERNEBULE	$\text{H}, \text{H}^+, \text{e}^-$ (ionizzati 40%)	21 cm + assorbim. Linee H	40%	20%	0.1-1	$\sim 10^4$
CORONE stellari	H^+, e^- O^{2+}	soft X (0.1-2 keV)	~50%	0.1%	1000	10^6

Intensità di B

Zweibel & Heiles 1997, Nature 385,131
Berdyugin & Teerikorpi 2001, A&A
368,635

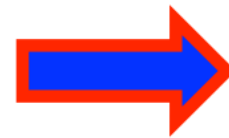


Richiamo: moto di un RC nel campo magnetico Galattico

$$mv^2 / r = pv / r = ZevB / c$$

$$r = pc / ZeB$$

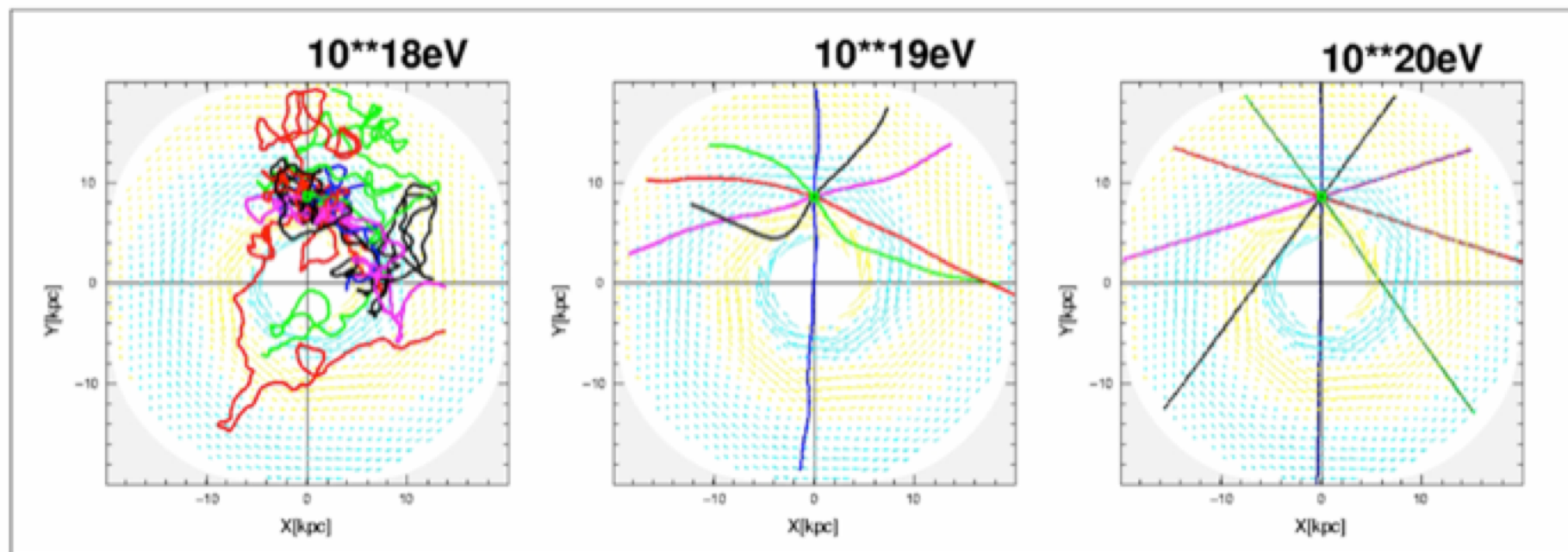
$$r(cm) = \frac{1}{300} \frac{E(eV)}{ZB(G)}$$



$$(10^{12} eV) = 10^{15} cm = 3 \times 10^{-4} pc$$

$$r = (10^{15} eV) = 10^{18} cm = 3 \times 10^{-1} pc$$

$$(10^{18} eV) = 10^{21} cm = 300 pc$$



Abbondanze dei nuclei nel Sistema Solare

- Sono rappresentative delle abbondanze degli elementi nel mezzo interstellare

Ref: Mashnik, astro/ph:
0008382

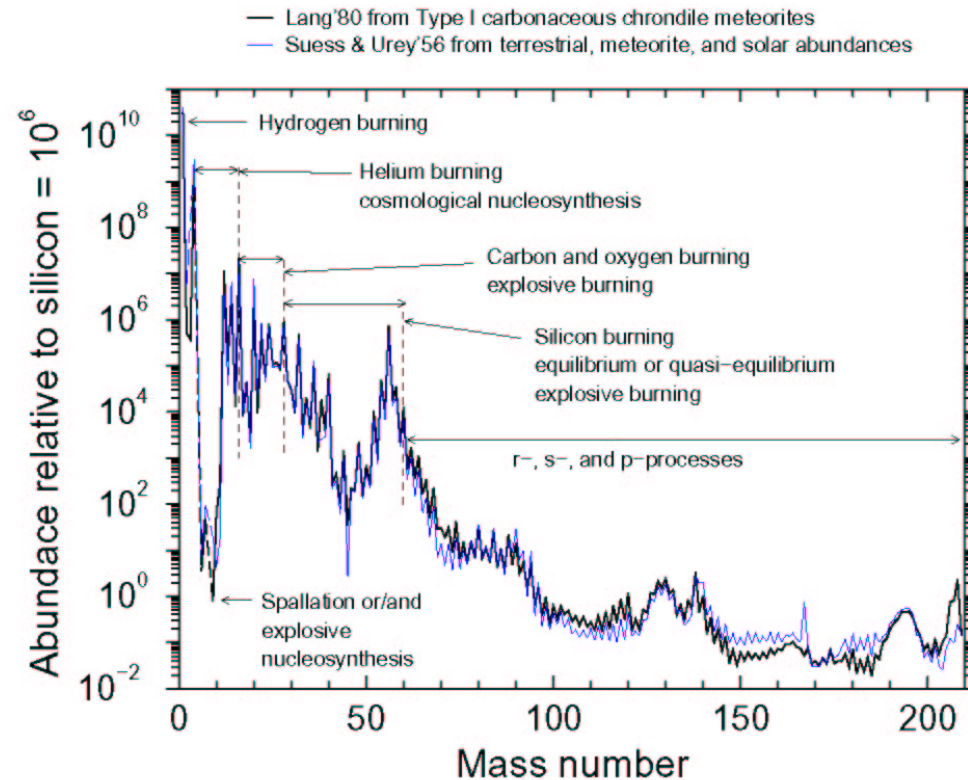


Fig. 1.— Abundances of solar system nuclides plotted as a function of mass number. The thin blue curves shows old data compiled in Table III by Suess and Urey (1956) which are based on measurements of terrestrial, meteoric, and solar abundances. These data were used by Burbidge, Burbidge, Fowler, and Hoyle (1957) in postulating the basic nucleosynthetic processes in stars in their seminal work which become widely known as “B²FH,” the “bible” of nuclear astrophysics. The thick black curve shows newer data from the compilation published in Table 38 by Lang (1980) which are based upon measurement of Type I carbonaceous chondrite meteorites, and are thought to be a better representation than Suess and Urey’s curve. The nuclear processes which are thought to be the main stellar mechanisms of nuclide production are shown as well in the figure.

Confronto tra le abbondanze dei vari nuclidi nei RC e nel mezzo IG

- I RC hanno una composizione chimica analoga a quella del Sistema Solare (Solar System Abundance, SSA)?
- Se sì, questo indica una origine simile a quella del SS.
- Le abbondanze degli elementi nei RC si determinano tramite esperimenti di misura diretta dei RC
- Si notano alcune discrepanze rispetto al SSA, in particolare in corrispondenza al gruppo Li,Be,B e del gruppo prima del Fe

Abbondanze relative dei RC e del sistema solare (SS)

- H e He sono dominanti (98%), leggermente in difetto rispetto SS
- Buon accordo tra CR e SS per molti elementi, in particolare C, O, Mg, Fe.
- Elementi leggeri Li, Be, B e quelli prima del ferro Sc, V sono straordinariamente abbondanti nei RC rispetto SSA

