

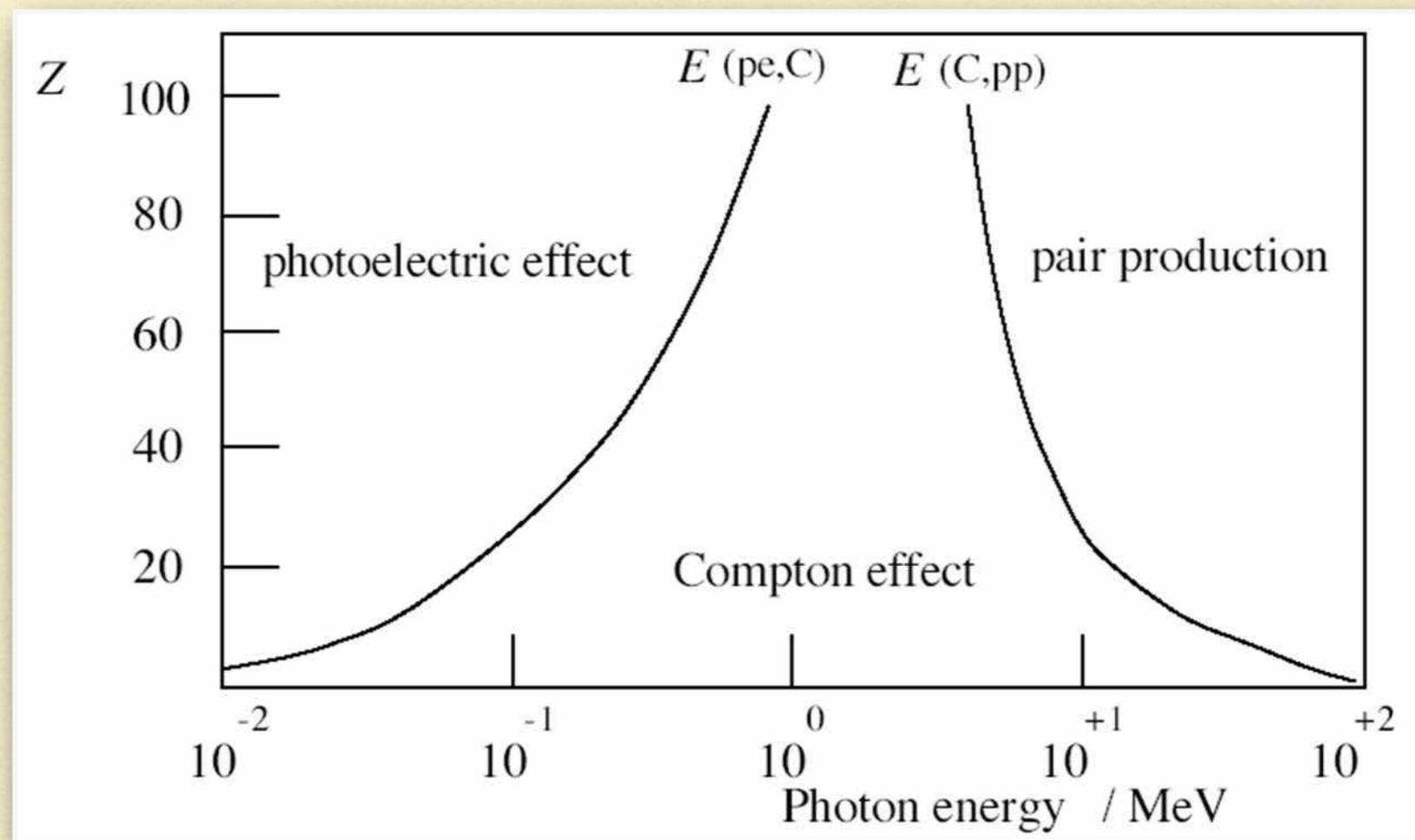
# INTRODUCCIÓN A LA ASTROFÍSICA RELATIVISTA

Gustavo E. Romero  
Cursada 2020, FCAyG/UNLP

---

La detección de rayos gamma, ondas gravitacionales y partículas relativistas (neutrinos, rayos cósmicos) es extremadamente difícil, ya que para todas esas formas de radiación el fondo de ruido es mucho más alto que la señal a detectar.

Dado que los rayos gamma interactúan con la materia por diferentes procesos con distinta probabilidad según su energía, las técnicas de detección varían con la energía de los fotones a detectar.

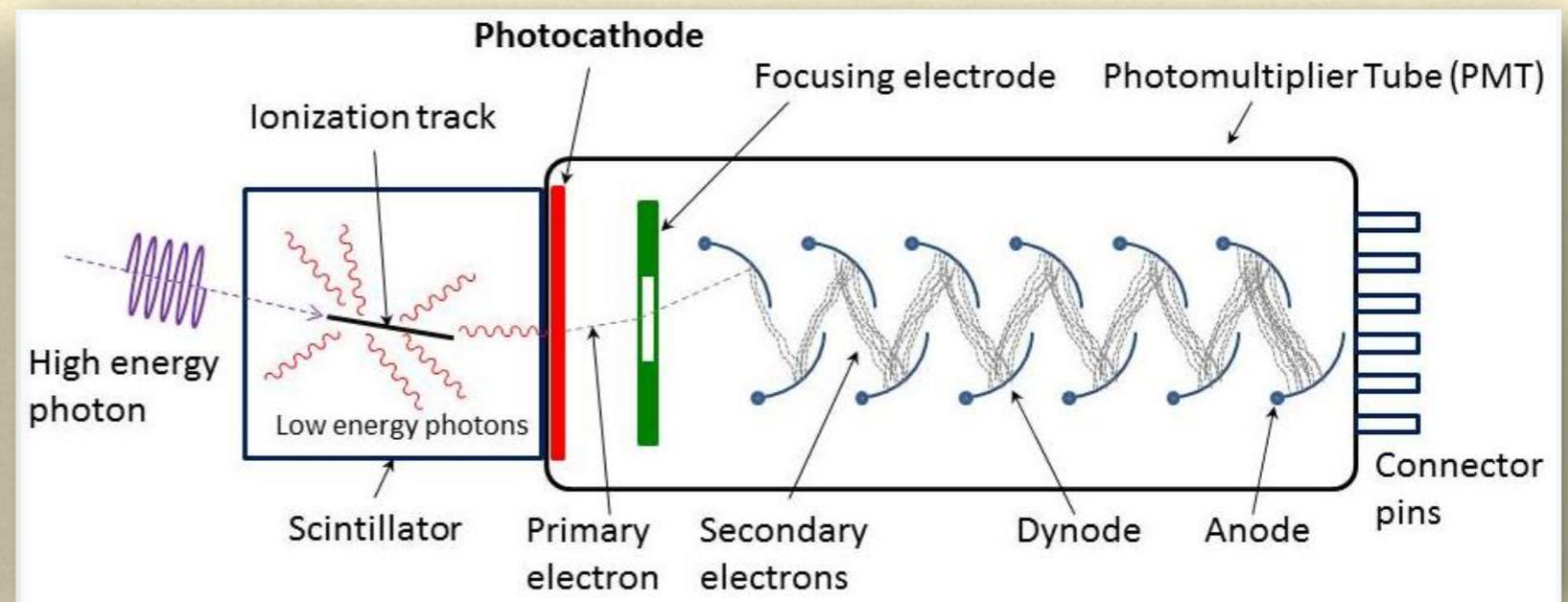
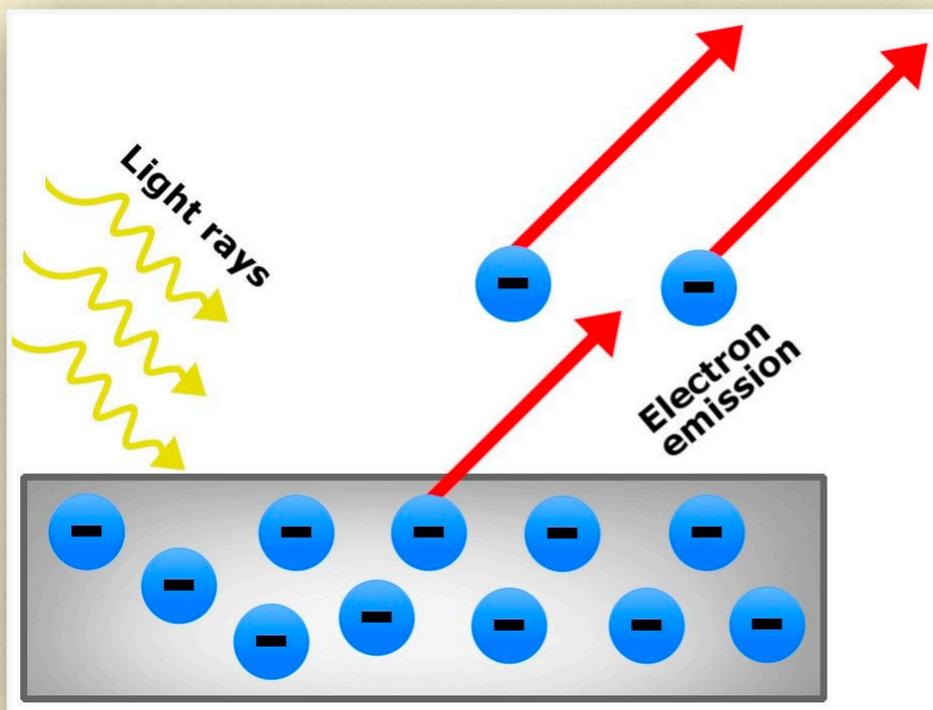


La atmósfera terrestre es opaca a los rayos gamma. Si se los quiere detectar debe o bien irse al espacio o inferir sus propiedades a partir de los productos que crean al interactuar con la atmósfera. Esto último sólo es posible si los rayos son lo suficientemente energéticos como para producir productos detectables desde la superficie terrestre. En general la astronomía en el rango de 0.5 MeV a 10 GeV es espacial, mientras que a energías por arriba de ese rango se utilizan arreglos de telescopios Cherenkov.



## Detección de rayos gamma con energías $\leq 1$ MeV

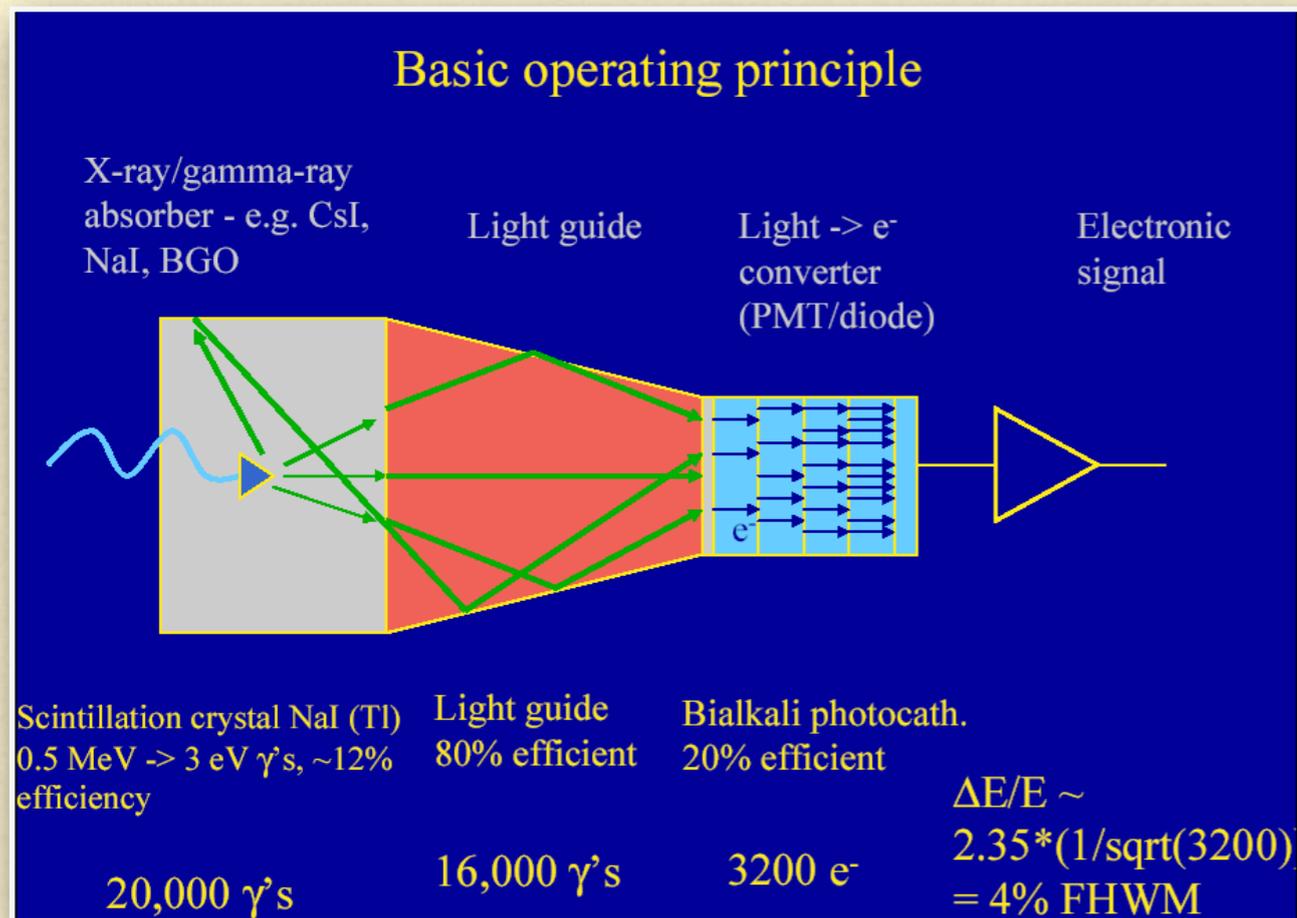
A bajas energías el efecto fotoeléctrico es la interacción dominante de fotones con materia. Para detectarlos se utilizan distintos tipos de centelladores en los telescopios. Un centellador consiste de un material que convierte en luz parte de la energía perdida por ionización por una partícula cargada. Se suele acoplar con un instrumento fotoeléctrico que convierte la luz en una señal eléctrica. Los materiales centelladores pueden ser orgánicos (incorporados a plásticos) o cristales inorgánicos como NaI o CsI.



Centelleador

El principal problema de estos detectores es la contaminación de la señal por eventos disparados por rayos cósmicos. Una forma de aliviar el problema es utilizar un escudo activo, formado por centelladores, que indican cuando pasa a través de ellos una partícula cargada. Los eventos disparados en el detector principal se descartan.

La dirección de arribo de los rayos  $\gamma$  suele determinarse a través del uso de colimadores. Estos son opacos a los rayos  $\gamma$  y su geometría permite determinar un rango de ángulos de llegada para los rayos  $\gamma$ .



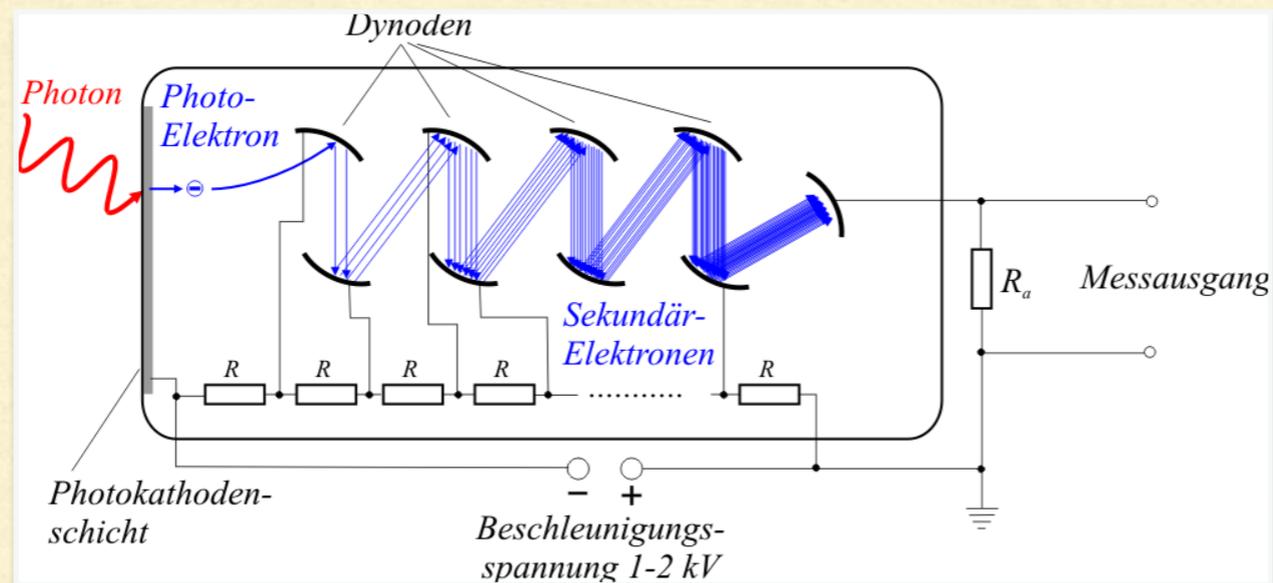
PMT

# PMT

Un tubo fotomultiplicador (PMT) consiste de un cátodo fotoemisivo (fotocátodo), consistente de metales alcalinos, seguido de electrodos enfocadores.

La serie de electrodos recubiertos son llamados dínodos y cada uno está sometido a un potencial (50-100 volts) más positivo que el precedente. Los dínodos están recubiertos con compuestos como BeO, CsSb que desprenden varios electrones cuando son bombardeados con electrones de alta energía. Cada dínodo está configurado para enfocar los electrones emitidos hacia el dínodo siguiente.

Por último, el PMT posee un colector de electrones (ánodo) en un tubo al vacío.



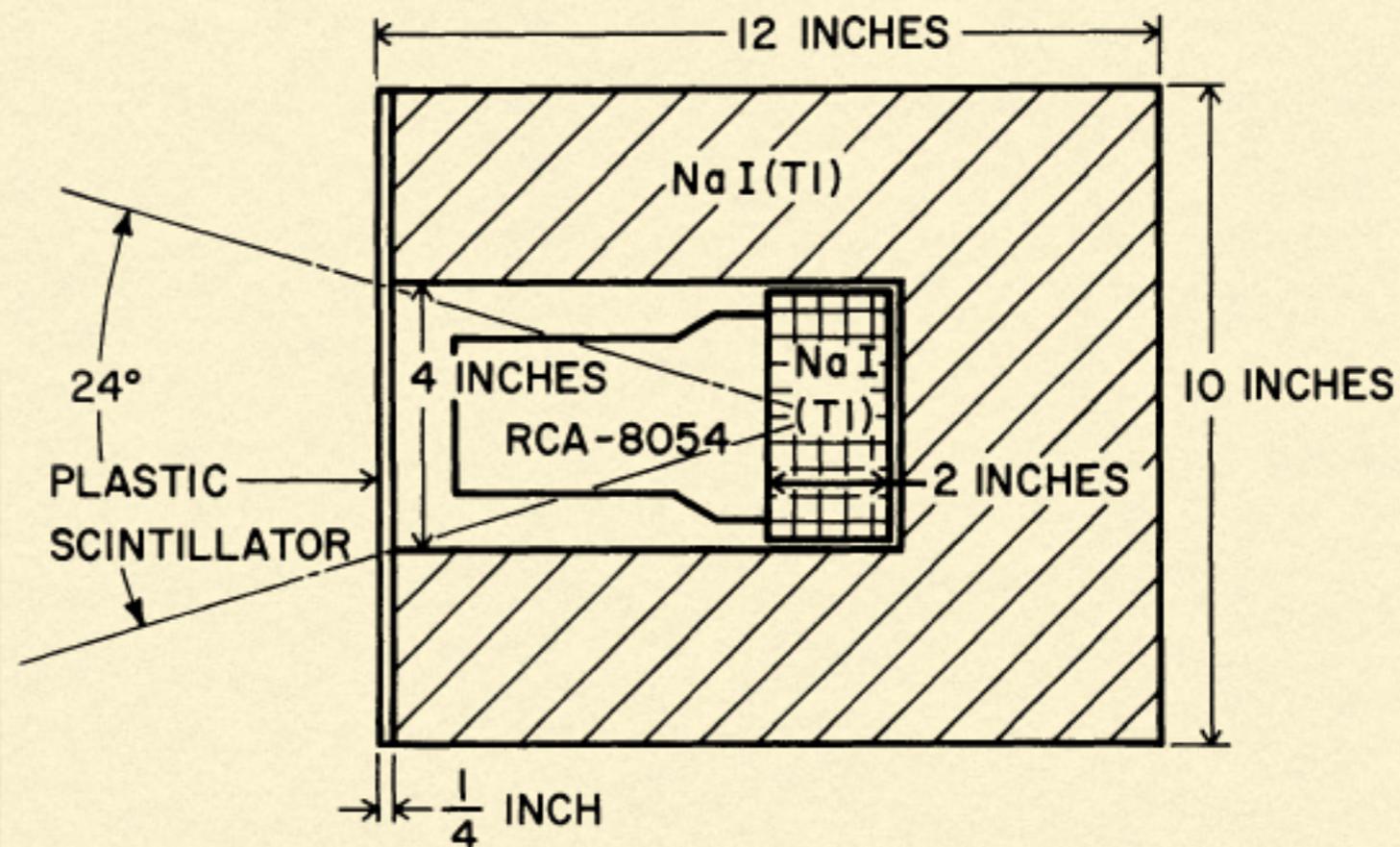
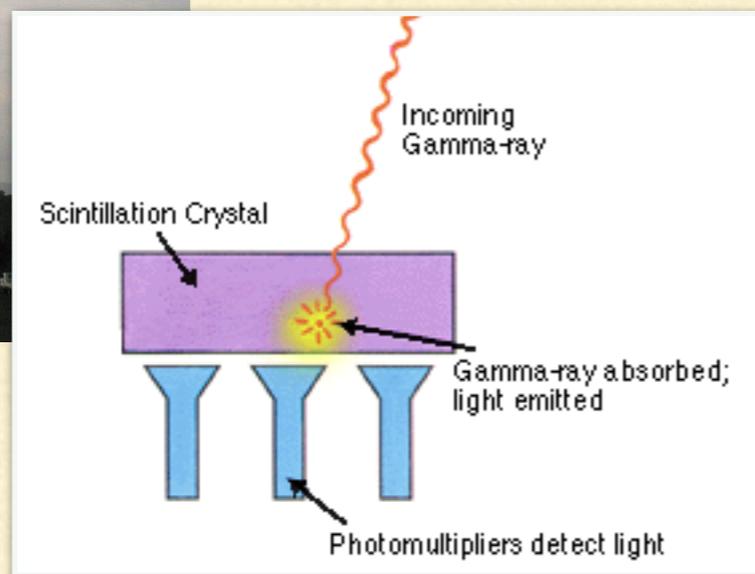
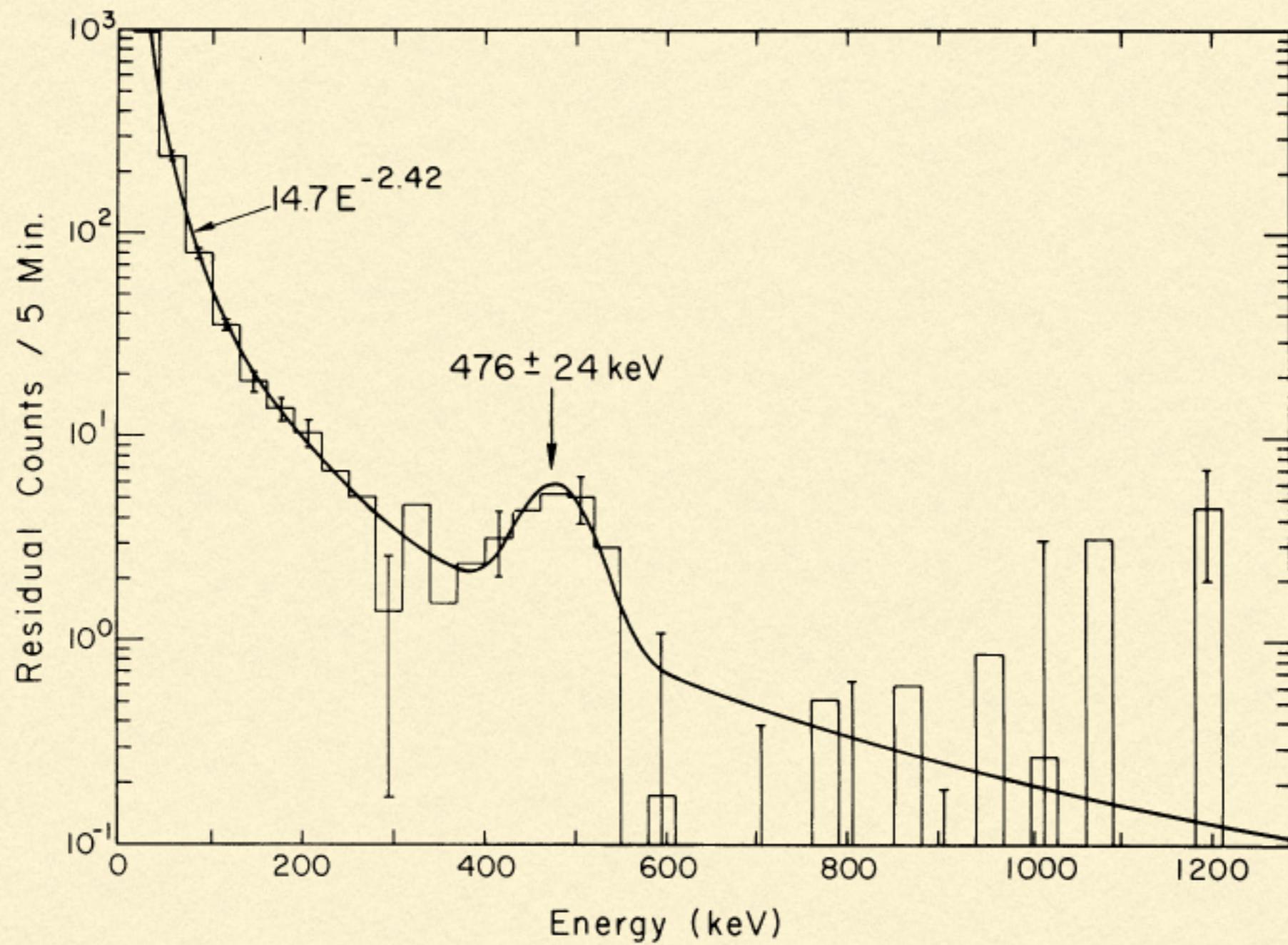


Diagrama esquemático del sistema detector de centelleo NaI (Tl) usado en 1970 por Johnson III & Haymes (1973) para detectar la línea de 0.5 MeV en dirección al centro galáctico. Se colocó en un globo lanzado desde Paraná, Argentina. El escudo de cristal proporciona rechazo de partículas cargadas y suprime los eventos mediante el uso de un técnica activa de anticoincidencia. El centelleador de plástico rechaza las partículas cargadas en la parte delantera pero es transparente a los rayos gamma. Seis fototubos (RCA 8054) se utilizan para ver el protector cristal y otros tres (RCA 6199) detectan eventos en el centelleador de plástico.

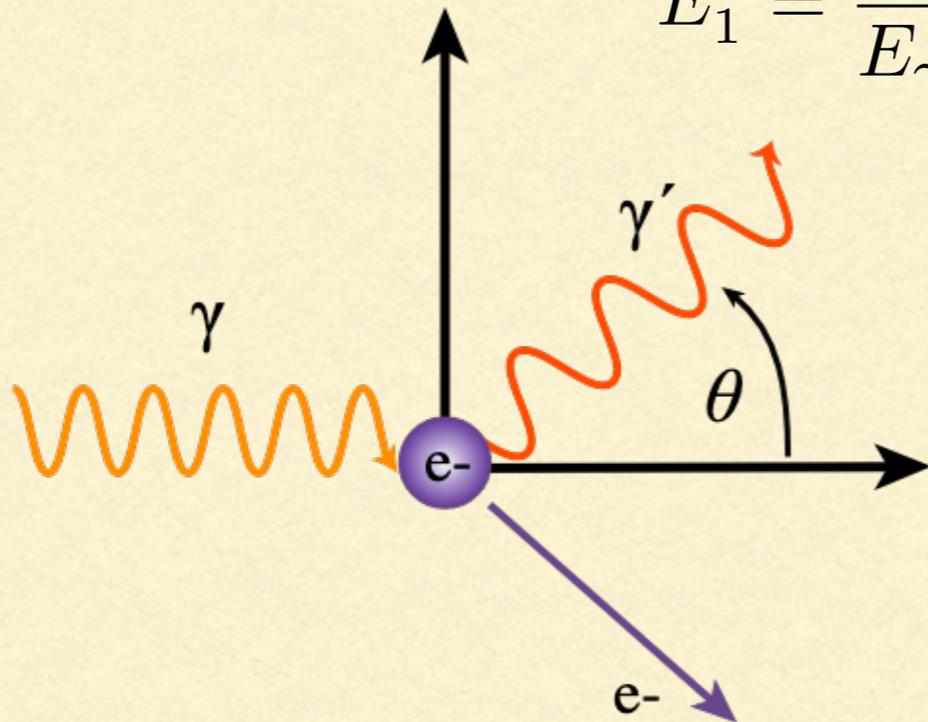


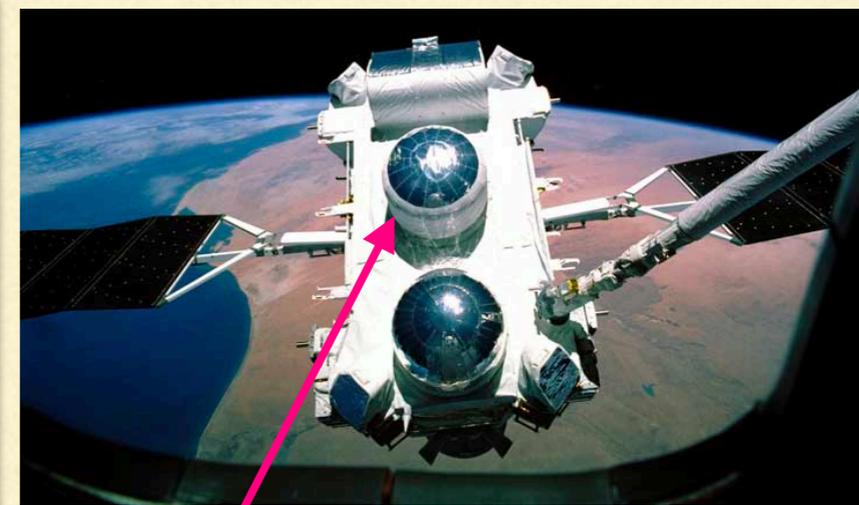
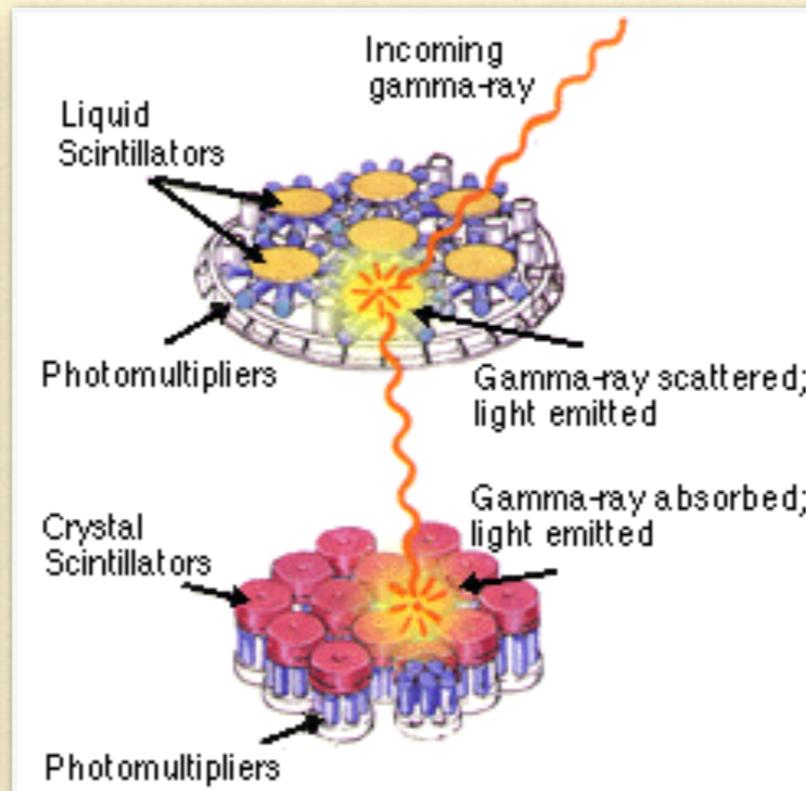
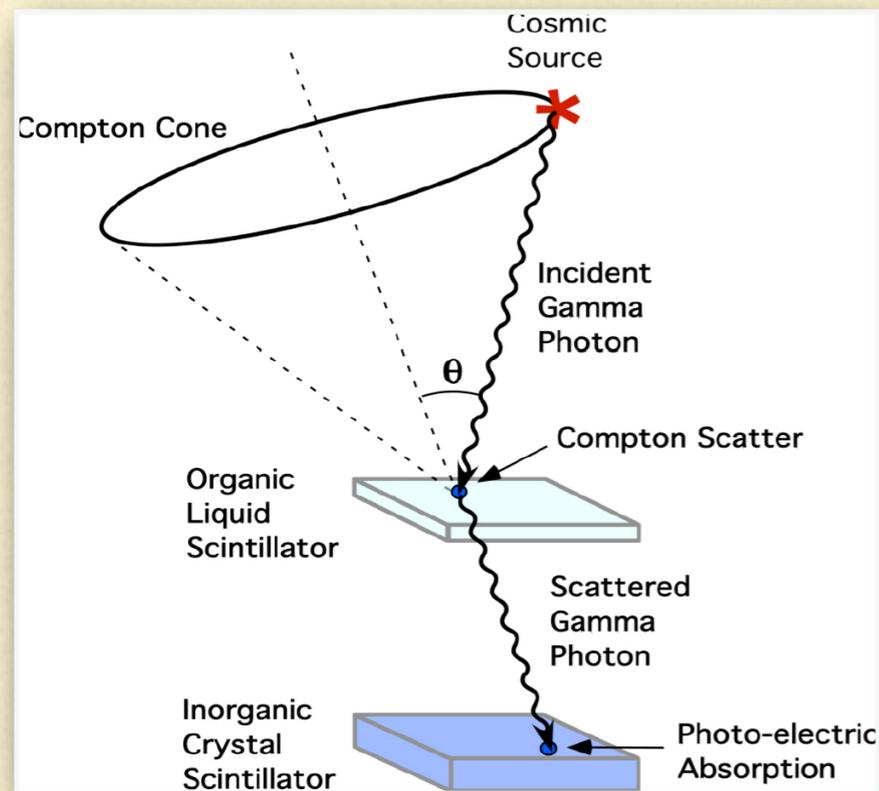
Johnson III & Haymes (1973)

## Detección de rayos gamma con energías entre 1 MeV y 30 MeV

El coeficiente de absorción de un rayo  $\gamma$  en un medio material alcanza un máximo en el rango de 1 a 10 MeV. El mecanismo de interacción dominante es el de la interacción Compton directa: un rayo  $\gamma$  es dispersado por un electrón y le transfiere parte de su energía a este. El rayo  $\gamma$  original pierde energía y altera su dirección de propagación. La energía  $E_1^e$  transmitida al electrón y la energía  $E_\gamma$  del fotón incidente se relacionan con el ángulo de dispersión del fotón como

$$E_1^e = \frac{E_\gamma^2 (1 - \cos \theta)}{E_\gamma (1 - \cos \theta) + m_e c^2}.$$





Comptel

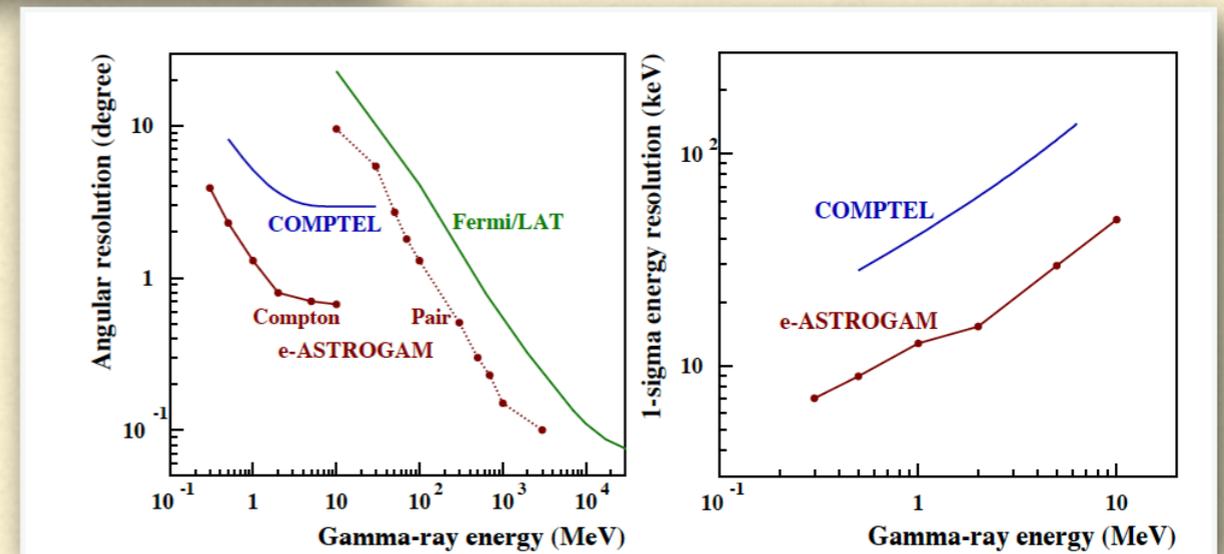
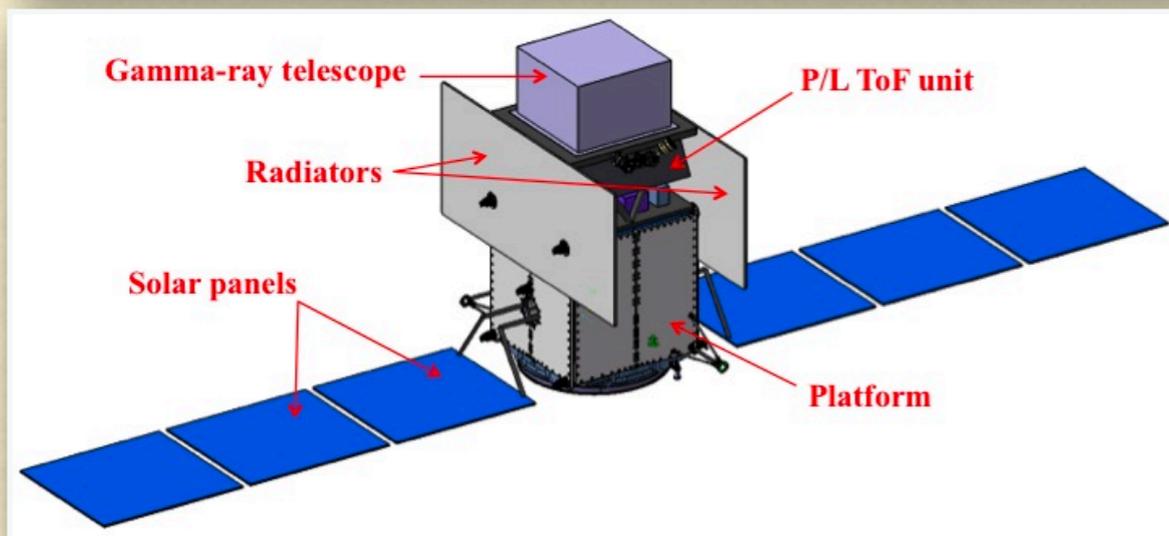
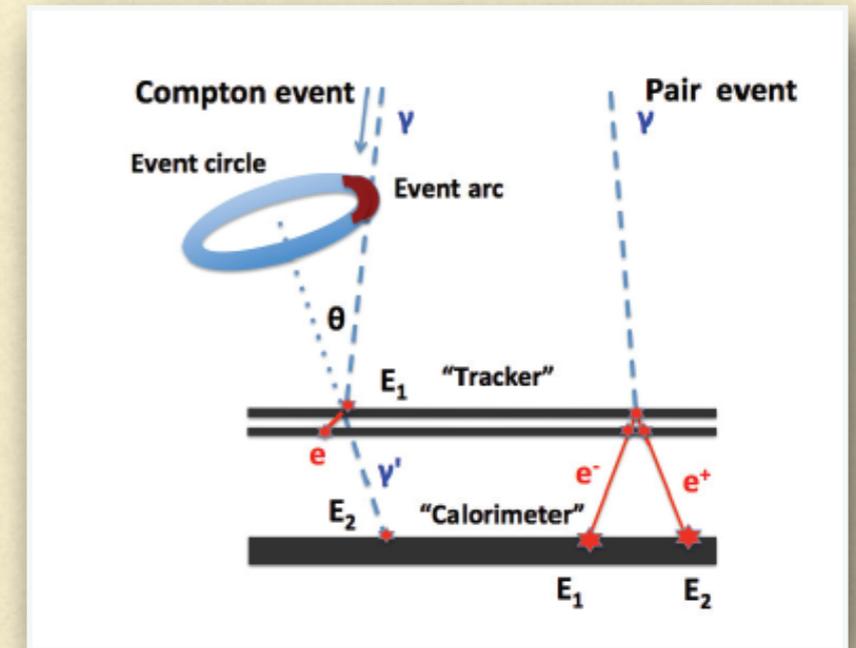
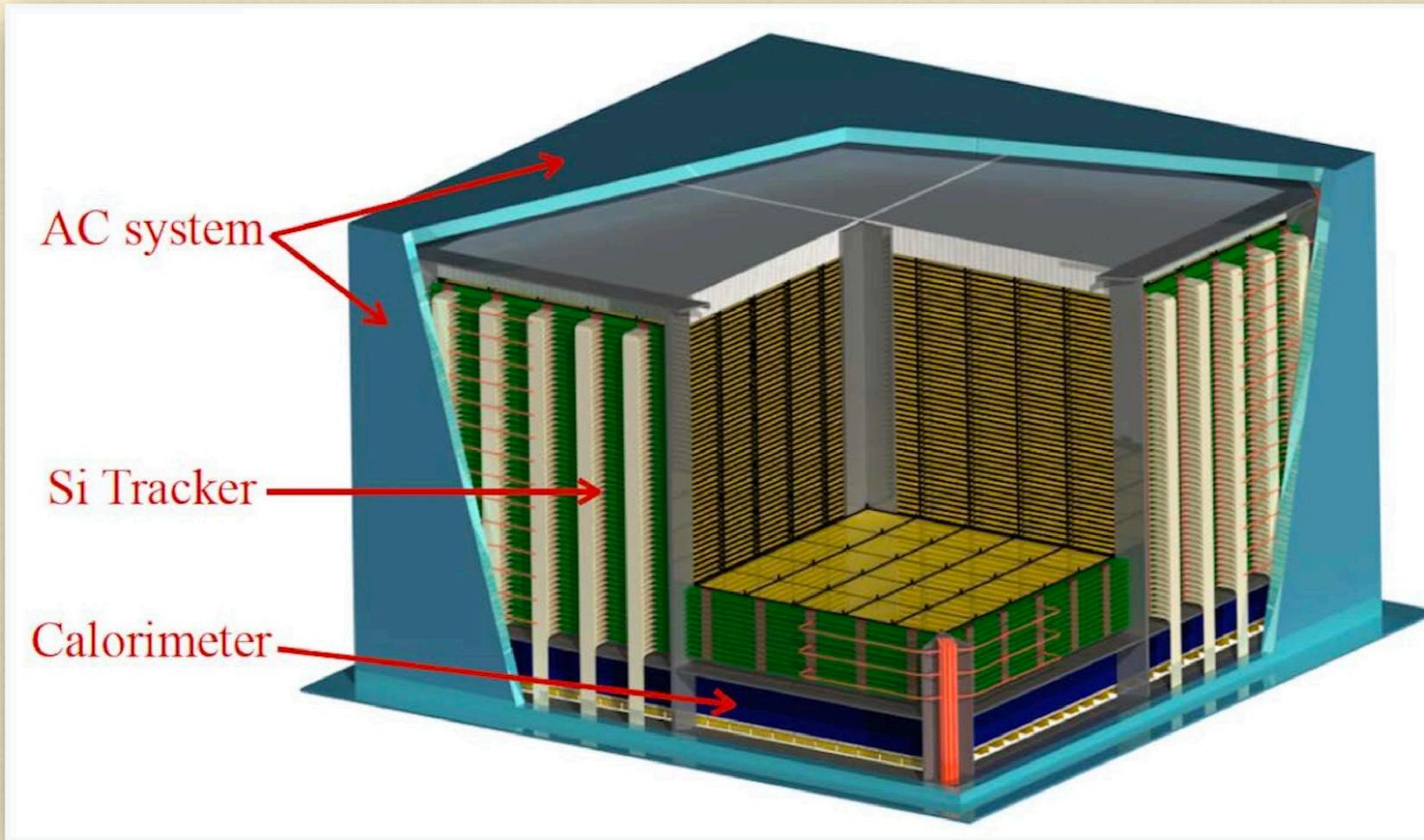
La determinación de  $E_1^e$  y  $E_2^e$  permite obtener  $E_\gamma$  y  $\theta$ :

$$E_\gamma = E_1^e + E_2^e$$

$$\theta = \arccos \left[ 1 - m_e c^2 \left( \frac{1}{E_2^e} - \frac{1}{E_1^e + E_2^e} \right) \right].$$

Sin embargo, esto no es suficiente para determinar la dirección de llegada del rayo  $\gamma$  original en forma unívoca. Hay todo un cono de posibilidades. Esto hace que la resolución angular del instrumento no sea muy buena. El primer telescopio Compton que se construyó en 1973 tenía una resolución angular de solo  $30^\circ$ .

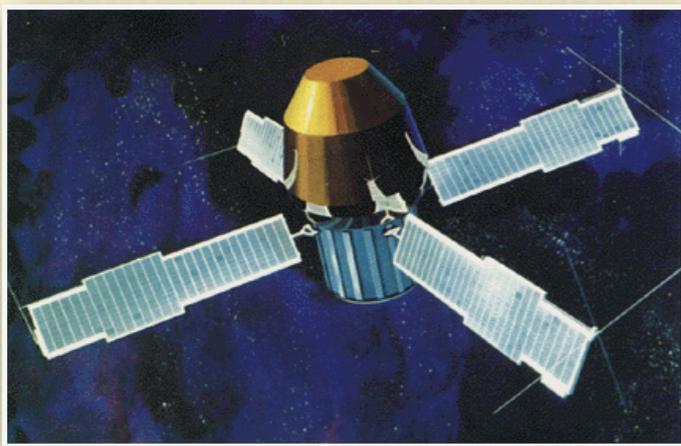
# Concepto de eAstrogam



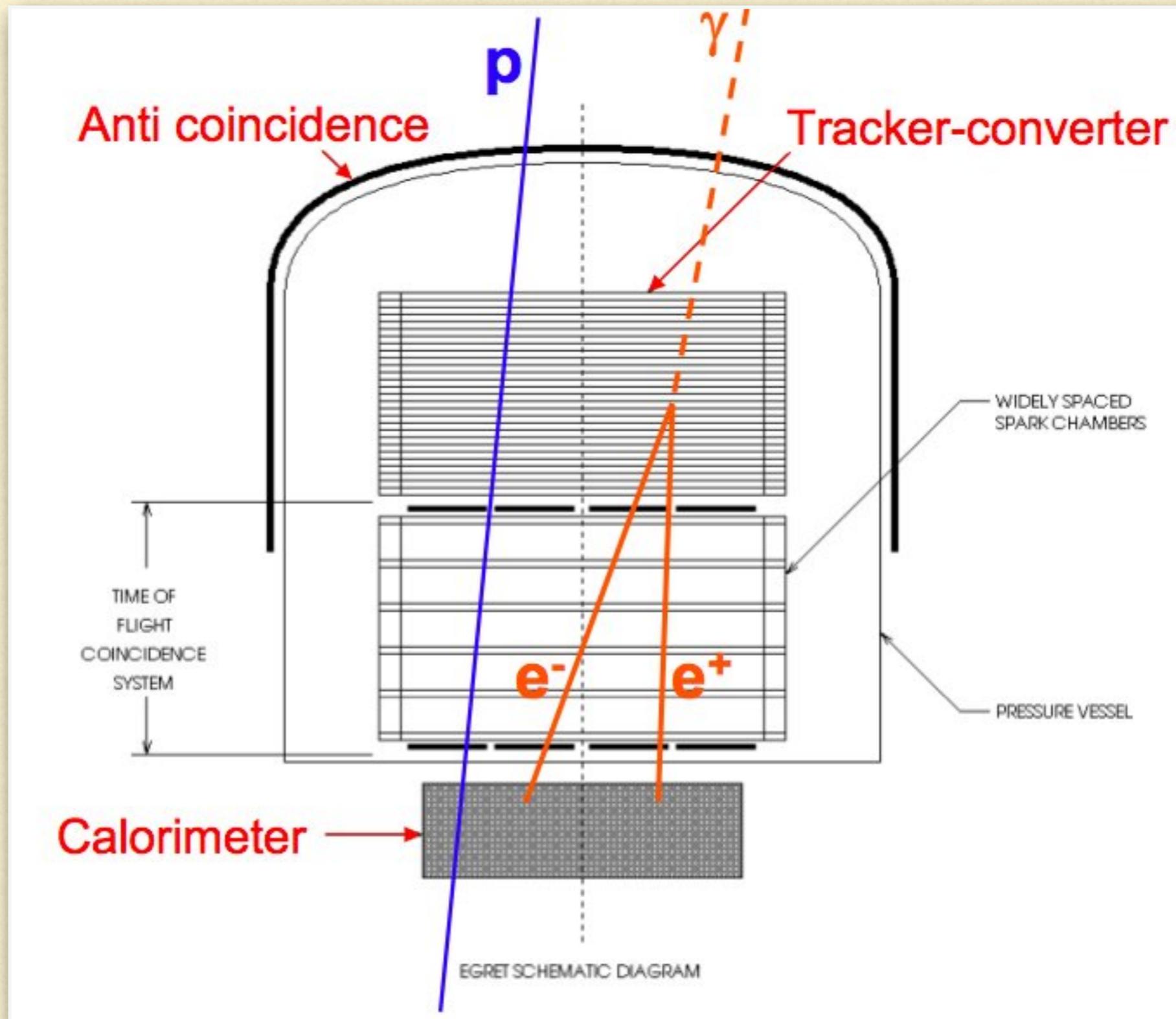
## Detección de rayos gamma con energías entre 30 MeV y 300 GeV

En este rango de energía se utilizan detectores en órbita basados en la creación de pares electrón-positrón en interacciones de rayos  $\gamma$  con materia. El detector es el telescopio mismo y la superficie del detector es el área colectora.

Históricamente, el principal tipo de telescopio por producción de pares ha sido “la cámara de chispas” (*spark chamber*). Los instrumentos más importantes que utilizaron esta tecnología fueron SAS-II (1973), COS-B (1975-1982) y EGRET a bordo del satélite *Compton* (1991-2000).

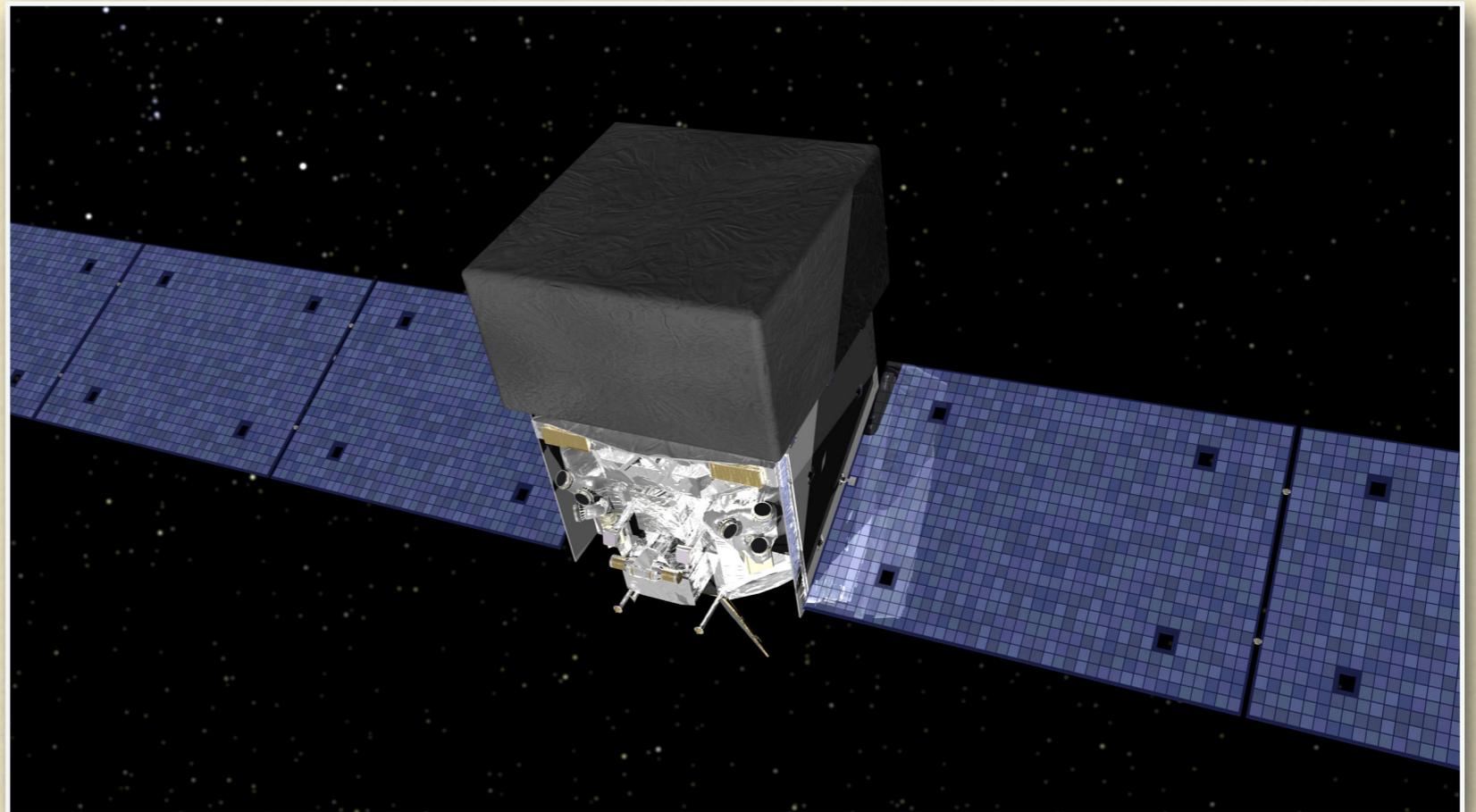


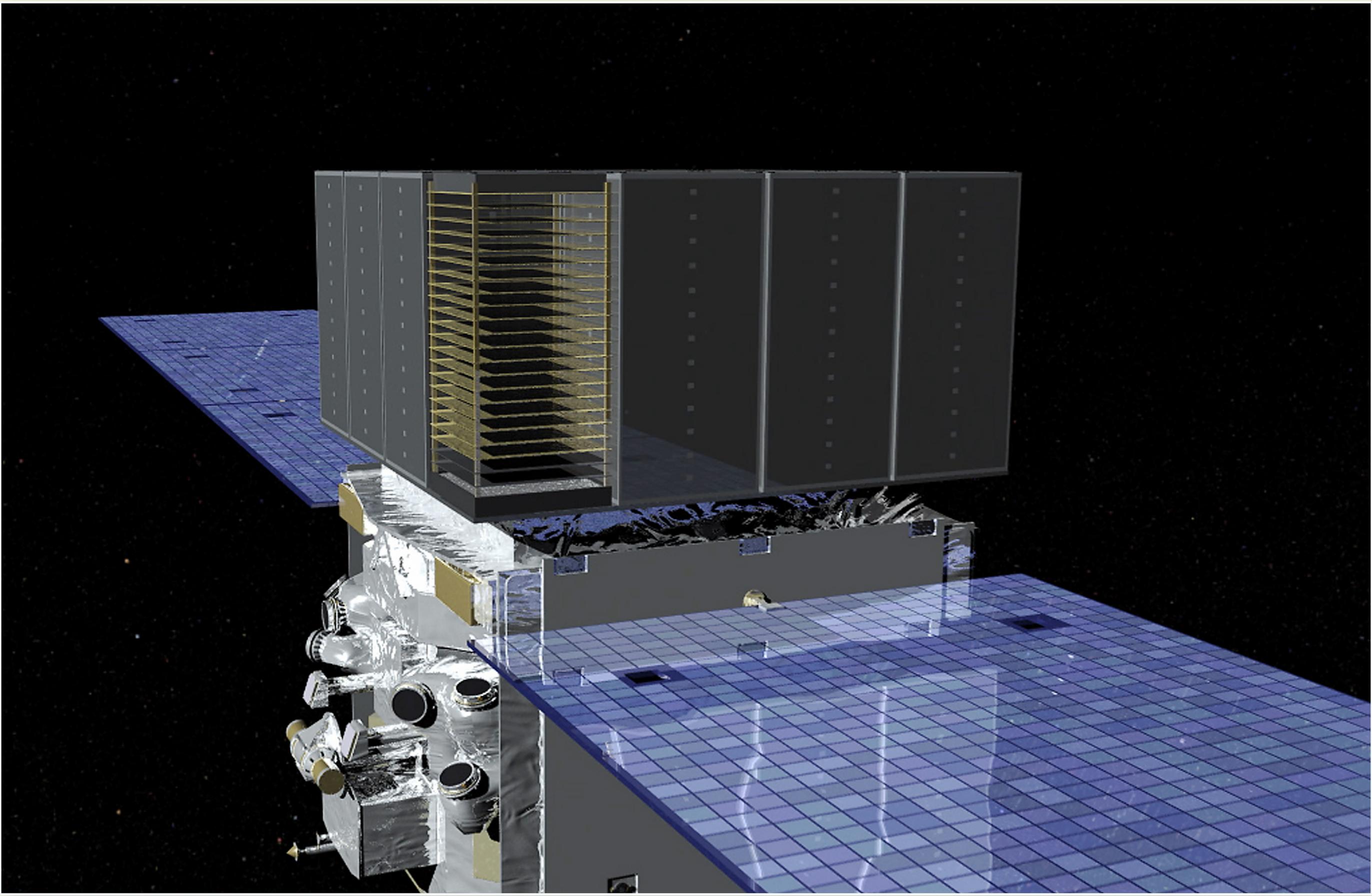
# Spark chamber



La tecnología de las *spark chambers* ha sido remplazada por la de detectores de silicio. Estos son semiconductores que permiten medir el punto de interacción de una partícula cargada con gran precisión. La interacción con la partícula cargada genera corrientes en el semiconductor. Esto permite una inmediata digitalización de la lectura del instrumento. Al no depender de chispas, el gas no es necesario para rastrear el camino de las partículas.

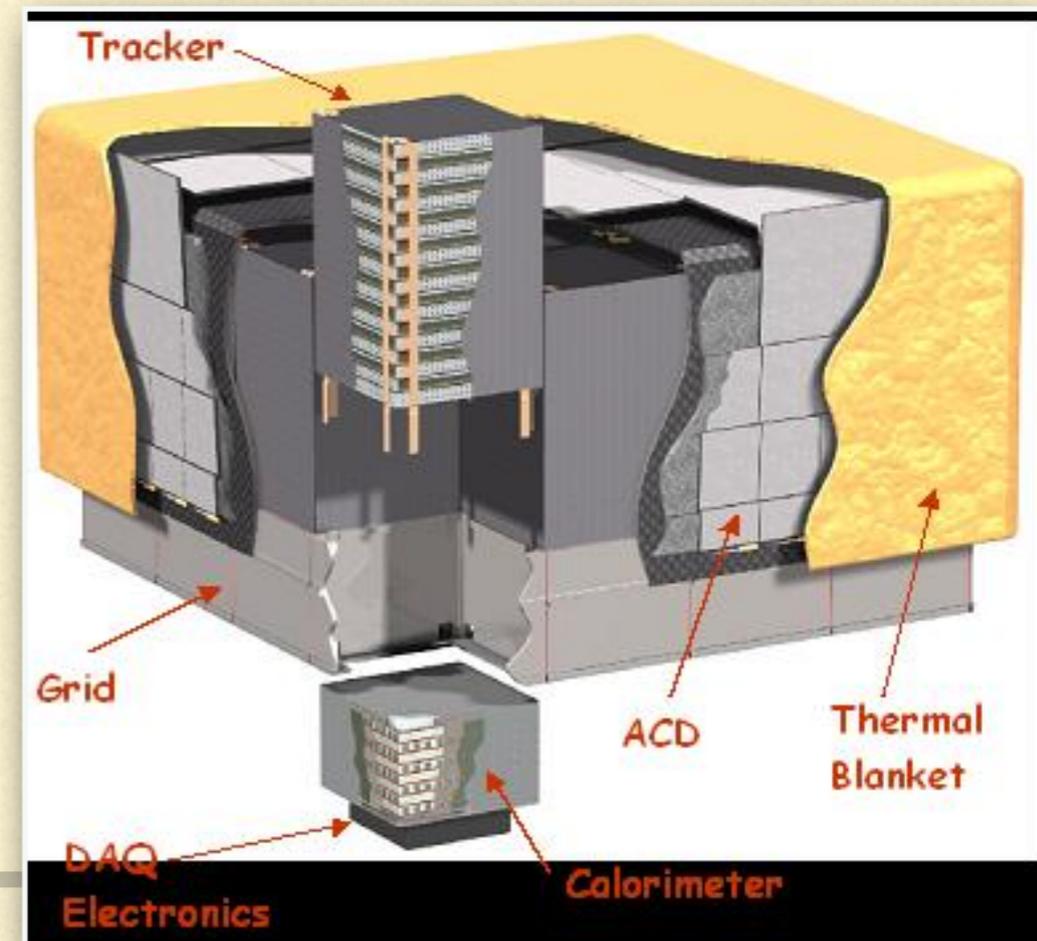
Los observatorios satelitales de rayos gamma *Fermi* (previamente llamado *GLAST*, operativo desde 2008) y *AGILE* (*Astro-Rivelatore Gamma a Immagini Leggero*, operativo desde 2007) incorporan esta tecnología.





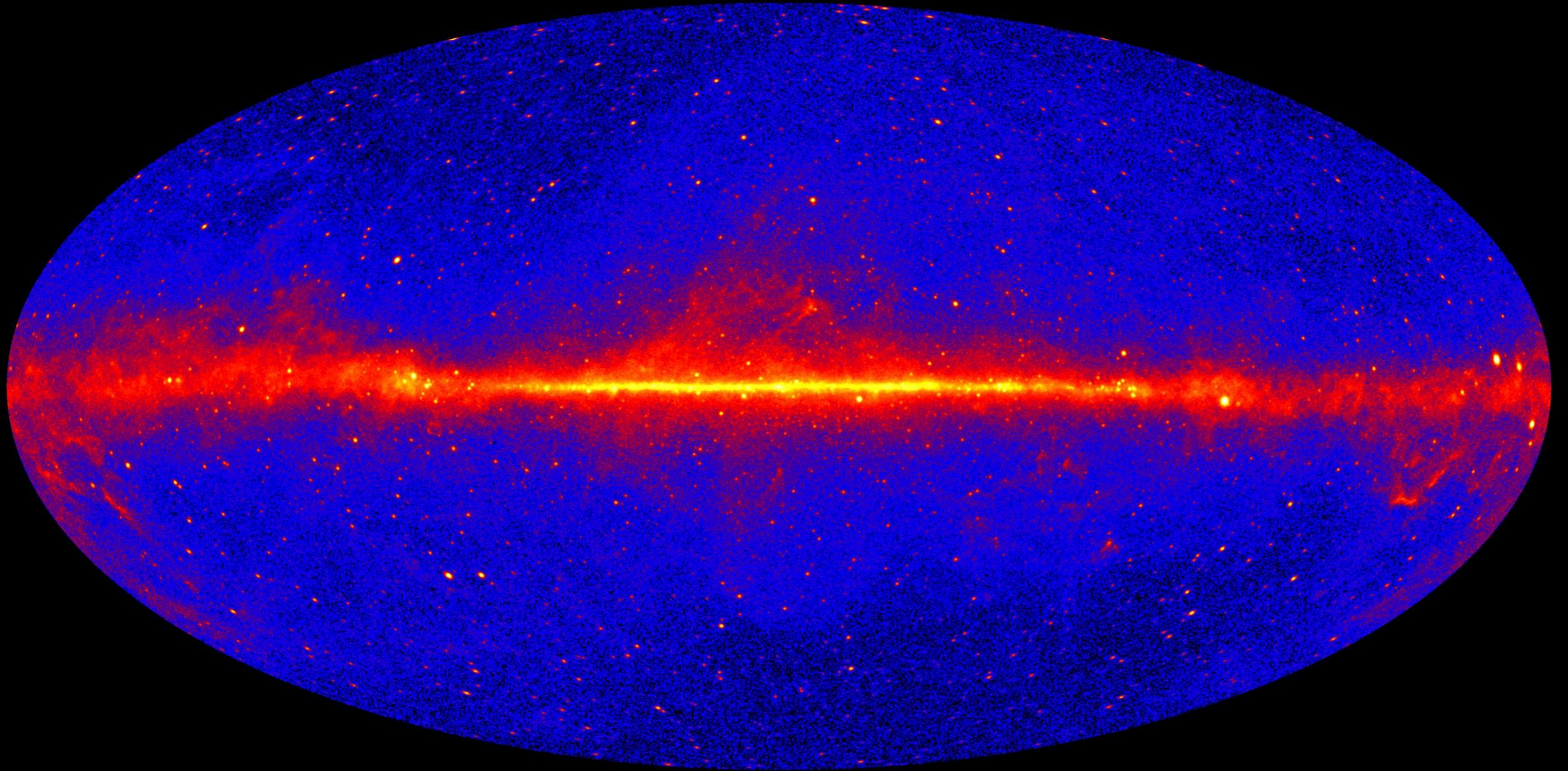
El instrumento LAT (*Large Area Telescope*) a bordo de *Fermi* es un detector por producción de pares con tecnología de silicio. El instrumento tiene 16 módulos de conversión/rastreo de pares en una disposición de  $4 \times 4$  torres independientes, cada una con su calorímetro. Las placas (18) de cada torre utilizan tungsteno como elemento de conversión  $\gamma \rightarrow e^\pm$  y luego tiras de semiconductores de silicio como trazadores. Cada torre mide 87.5 cm. Los calorímetros están hechos de CsI(Tl) (ioduro de cesio). Todos los sistemas están rodeados por un escudo de anticoincidencia construido con un centellador plástico y fototubos en miniatura para las lecturas. No hay elementos consumibles (gas) en el instrumento. El peso total es de unas 3 toneladas.

LAT opera en el rango de energía entre 20 MeV y 300 GeV. El área efectiva supera los  $8000 \text{ cm}^2$  y la sensibilidad a  $E_\gamma > 100 \text{ MeV}$  es de  $3 \times 10^{-8} \text{ s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$  (para una fuente puntual estacionaria después de un año de observación en modo *survey*), la resolución en energía típicamente mejor al 15% y la resolución espacial entre  $3.5^\circ$  (100 MeV) y  $\leq 0.15^\circ$  ( $>10 \text{ GeV}$ ).

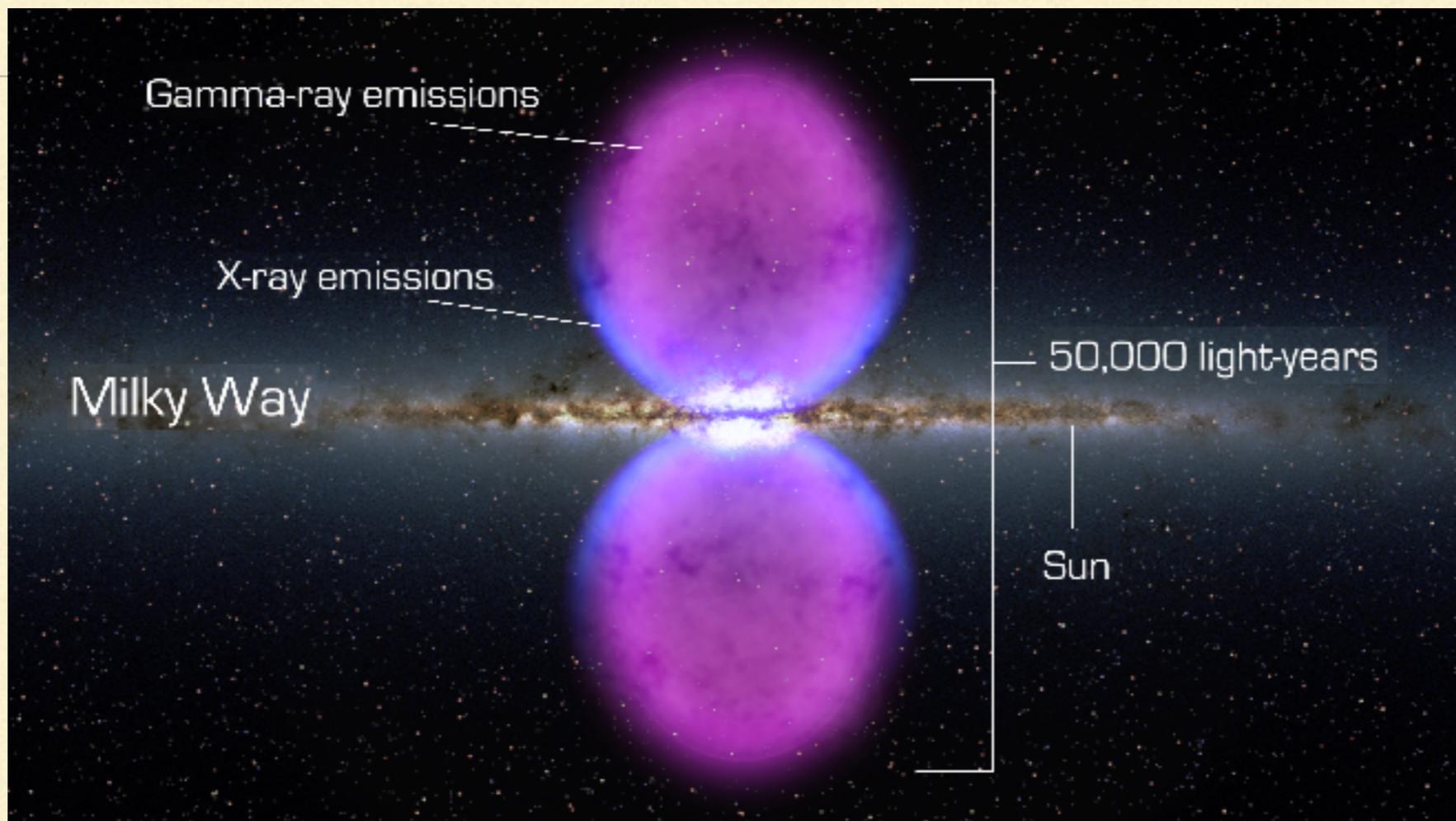


---

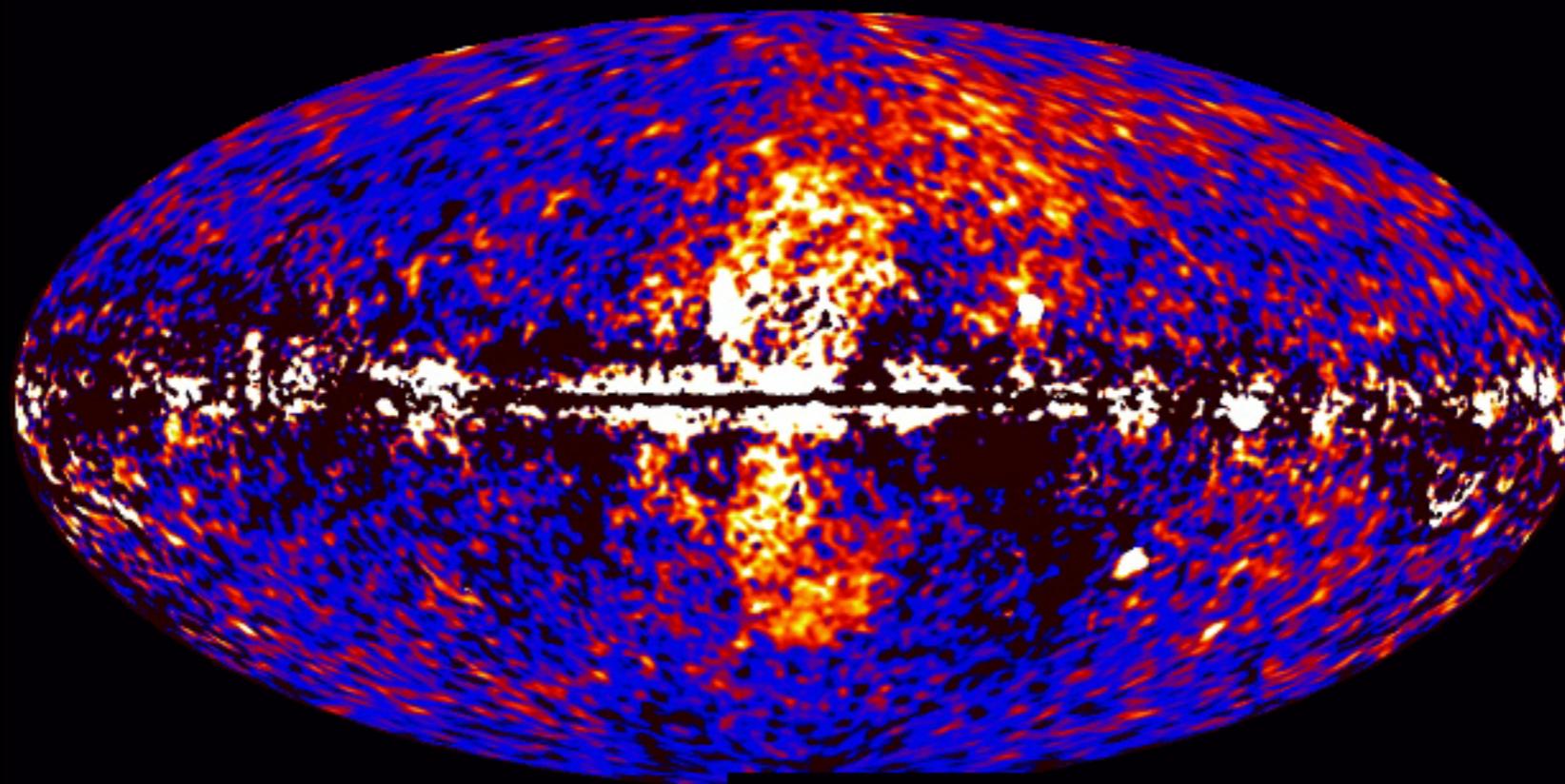
Fermi all-sky 10-yr survey



Fermi bubbles

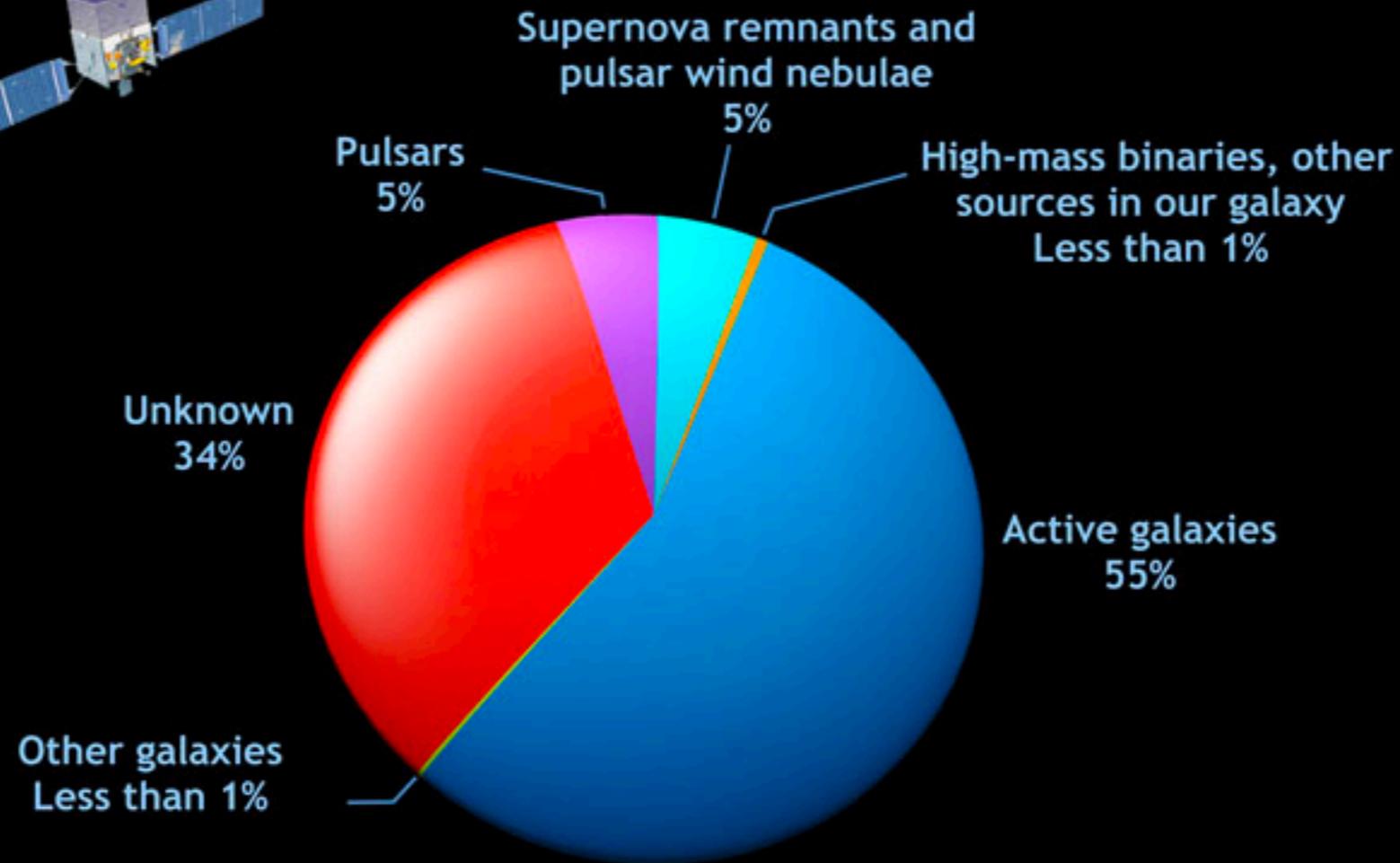


Fermi data reveal giant gamma-ray bubbles



Credit: NASA/DOE/Fermi LAT/D. Finkbeiner et al.

## Fermi reveals the universe above 10 GeV



Credit: NASA/Goddard Space Flight Center

---

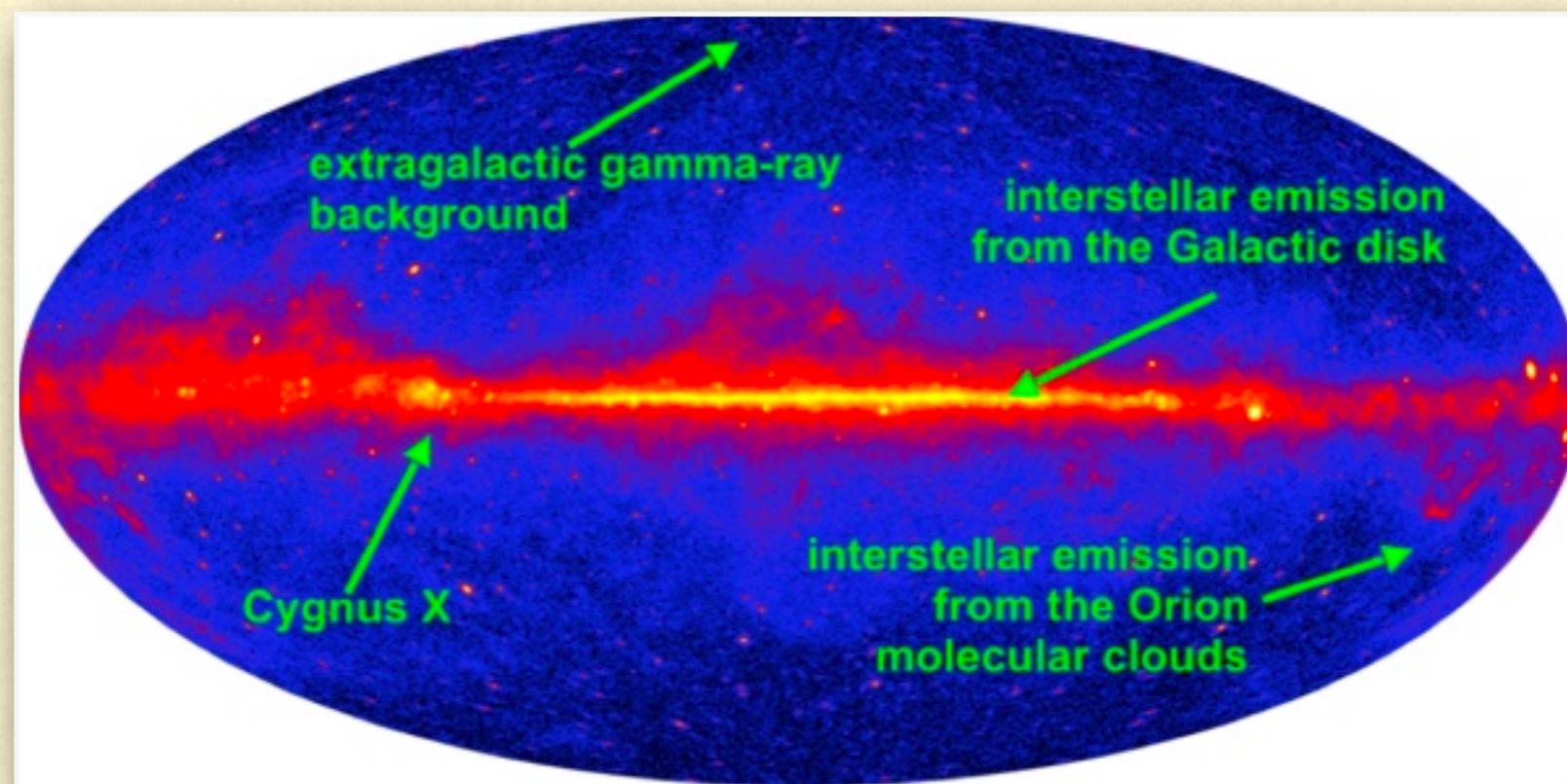
## Técnicas de detección de fuentes

La interacción de los rayos cósmicos con el medio interestelar de la Galaxia produce emisión gamma difusa. Toda fuente discreta debe ser detectada sobre este fondo. Se aplican dos técnicas básicas para remover la contaminación del fondo difuso.

Una es la llamada técnica *on/off*. Consiste en observar alternativamente en dirección a la supuesta fuente y luego a una región cercana libre de fuentes. El resultado de esta última observación se sustrae de la primera a fin de determinar el flujo real de la fuente. El problema de esta técnica es que la radiación de fondo dista de ser uniforme y una mala elección de la región *off* puede introducir errores considerables.

---

La otra técnica consiste en hacer un modelo teórico del fondo que se sustrae a las observaciones. El modelo tiene como entradas las distribuciones de gas y polvo en la Galaxia, así como campos de radiación. Se calcula entonces, utilizando todos los procesos radiativos relevantes, la distribución de emisión  $\gamma$  resultante, que será una función de  $E_\gamma$ ,  $l$  y  $b$  (energía de los fotones, longitud y latitud galáctica, respectivamente). El modelo de emisión difusa se sustrae sistemáticamente de todas las observaciones realizadas con el instrumento a fin de identificar fuentes discretas. El problema de esta técnica es que si el modelo es incompleto (por ejemplo si no incluye alguna clase de material que no es fácilmente trazable por las observaciones disponibles a otras longitudes de onda) entonces se pueden generar fuentes espurias.

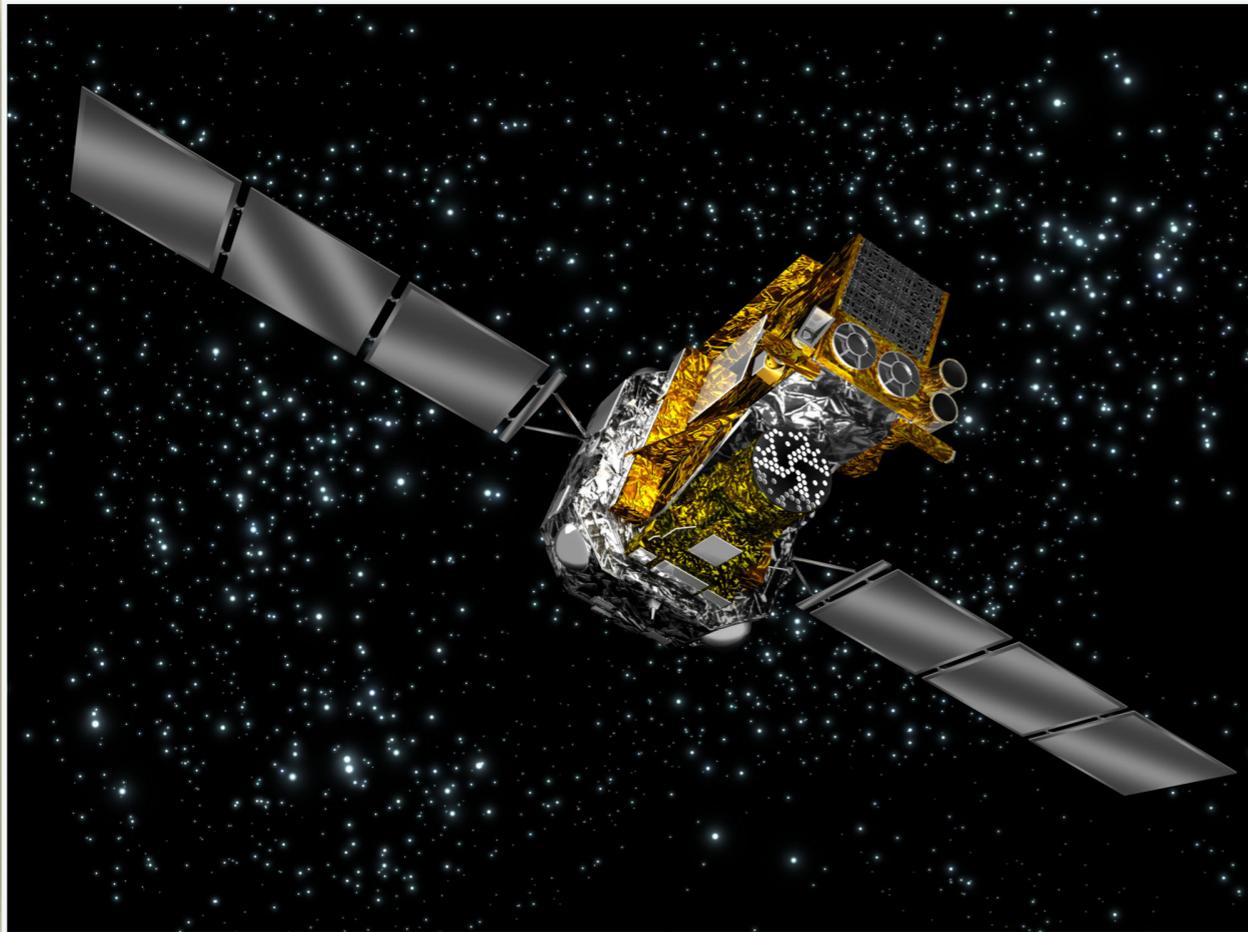


---

Una técnica alternativa, similar a la *on/off* es la llamada de **ocultación**. En esta técnica se utiliza un ocultador hecho de algún material pesado como ser Pb para “tapar” la fuente del campo visual. Se miden entonces los fotones que llegan del fondo. Luego, la fuente se descubre y se vuelve a medir. El espectro de la fuente se obtiene sustrayendo ambos espectros. En algunos casos, el ocultador se mueve hacia delante y hacia atrás produciendo una modulación de la señal. De los cambios en la modulación pueden inferirse cambios en el fondo, especialmente si el instrumento se está moviendo. Esta técnica de modulación se llama “*chopper technique*”.

---

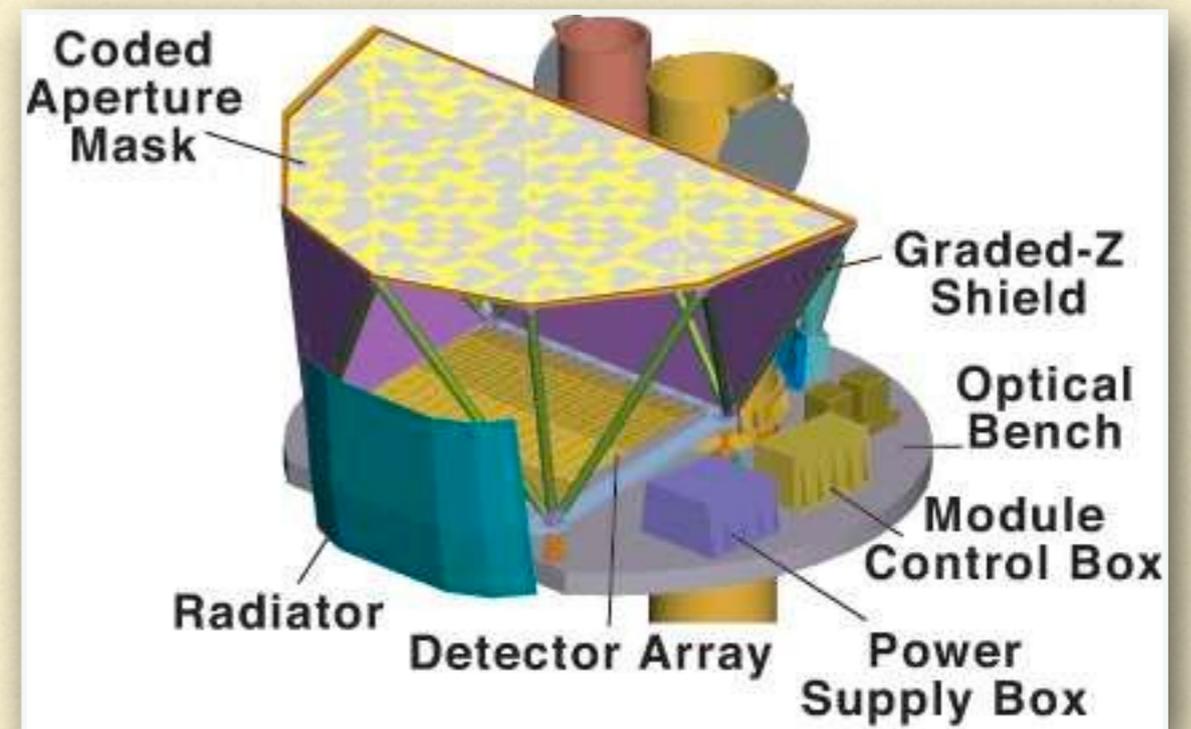
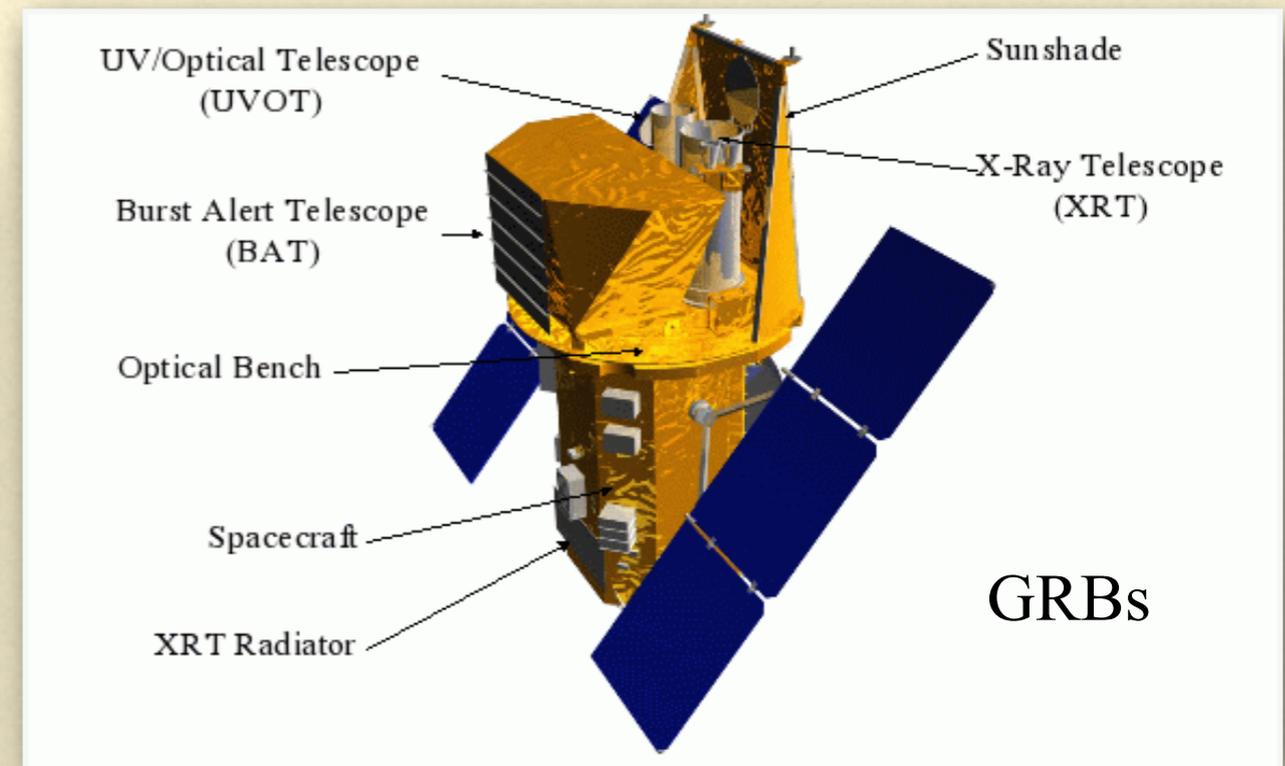
## Otros satélites de rayos gamma en operación



### INTEGRAL

Primer observatorio que puede captar simultáneamente un objeto en rayos gamma, rayos x y visible, lo que ayuda a detectar las fuentes de rayos gamma.

### SWIFT



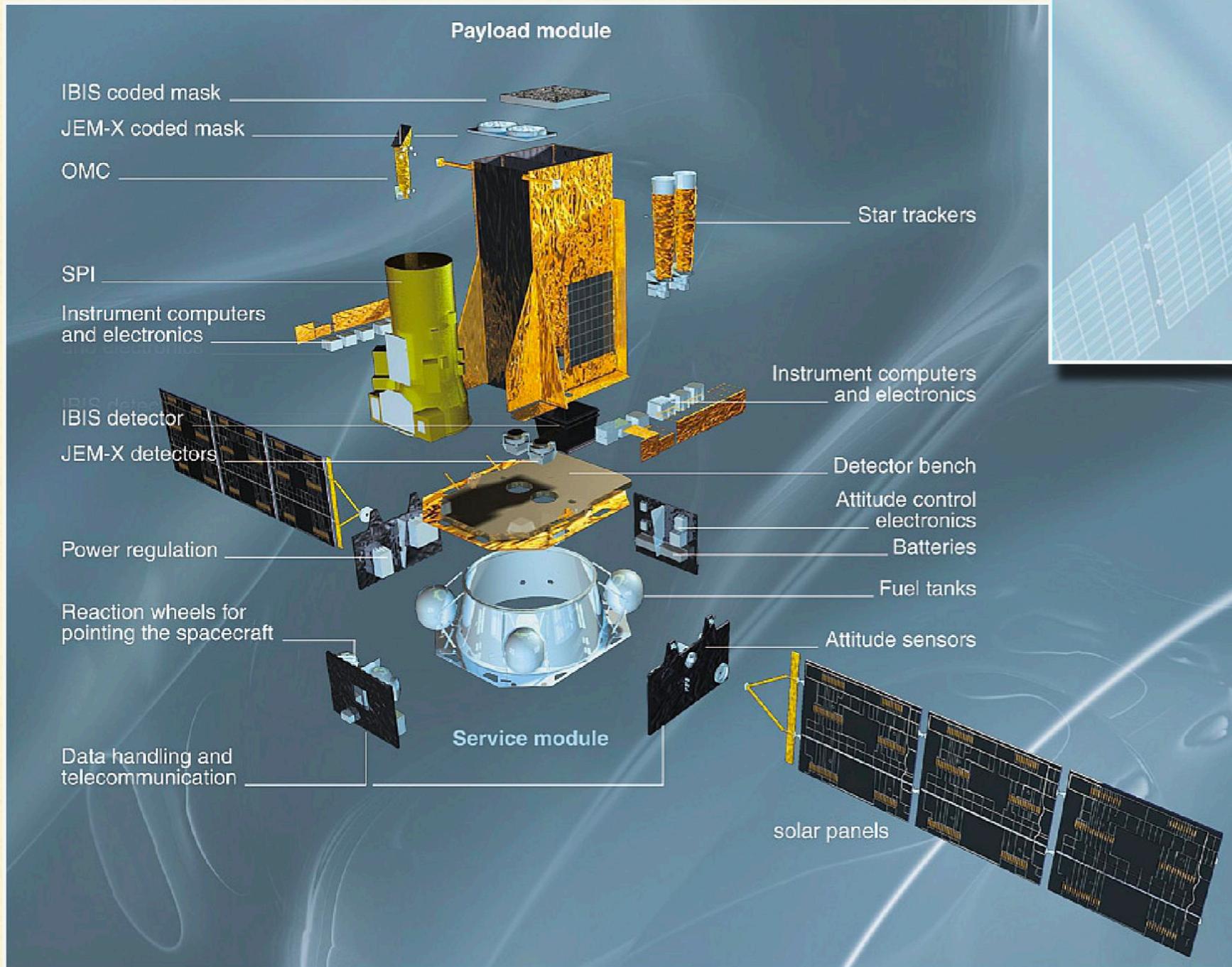
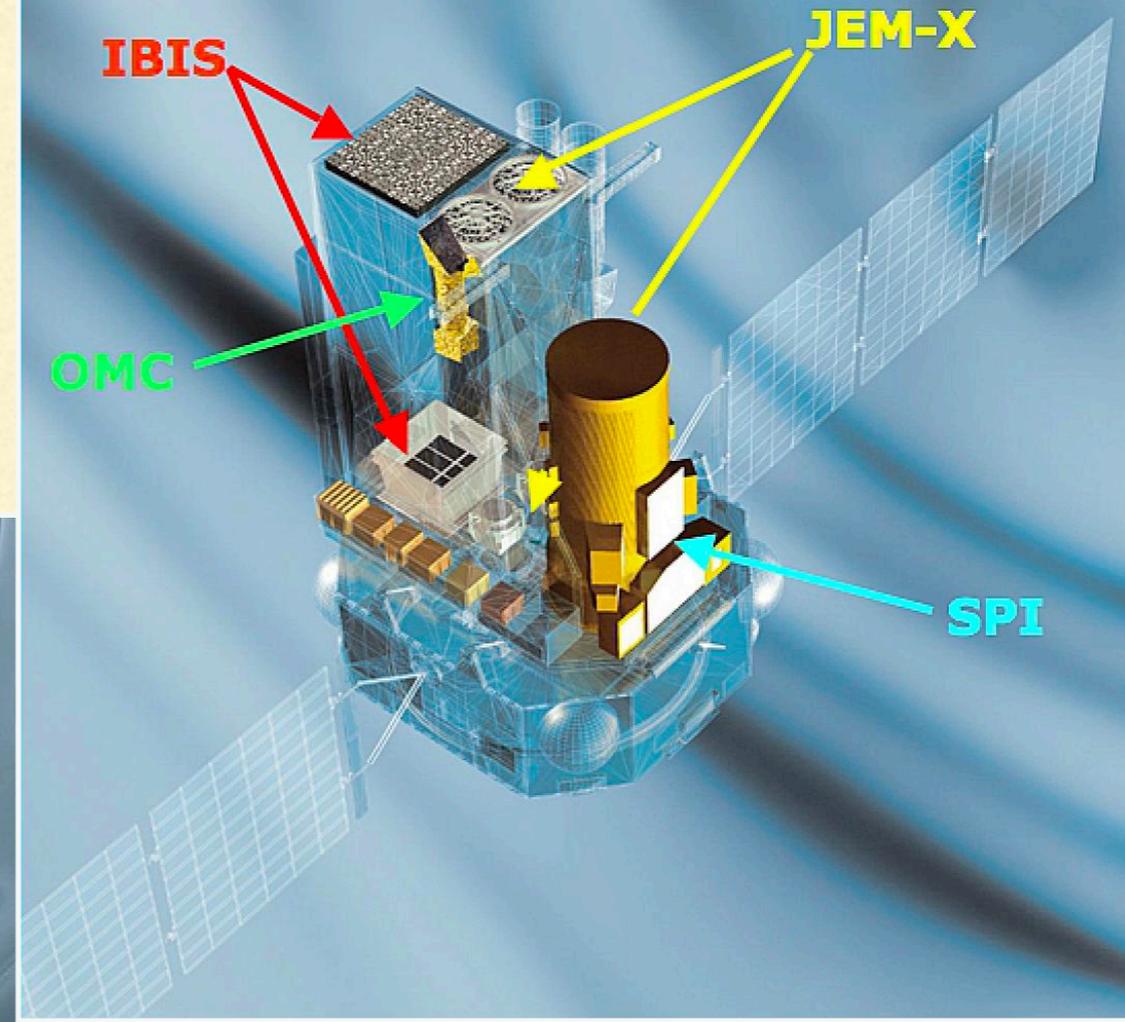
# INTEGRAL

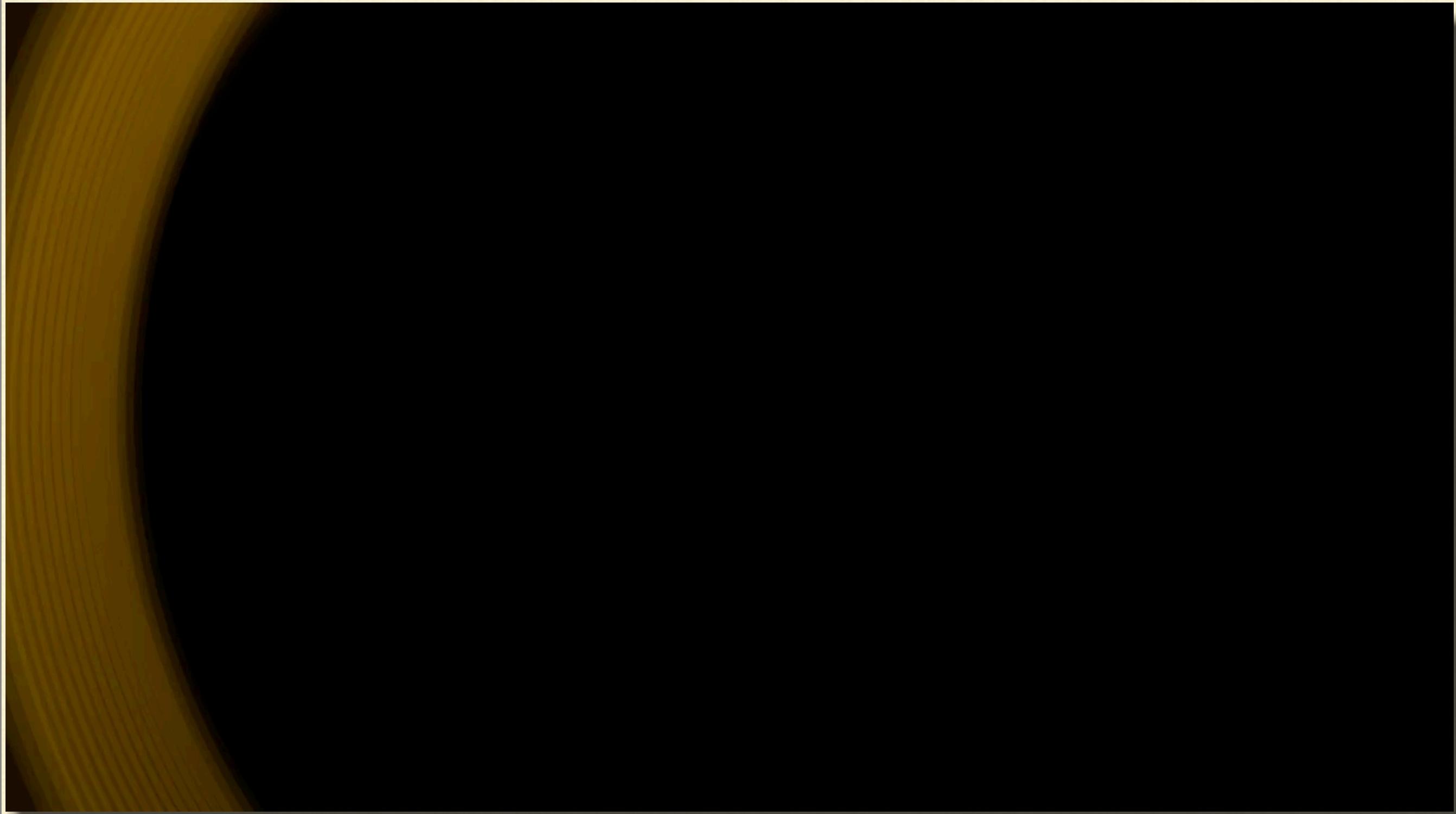
SPI (Spectrometer on Integral)

IBIS (Imager on Board the Integral Satellite)

JEM-X (Joint European X-ray Monitor)

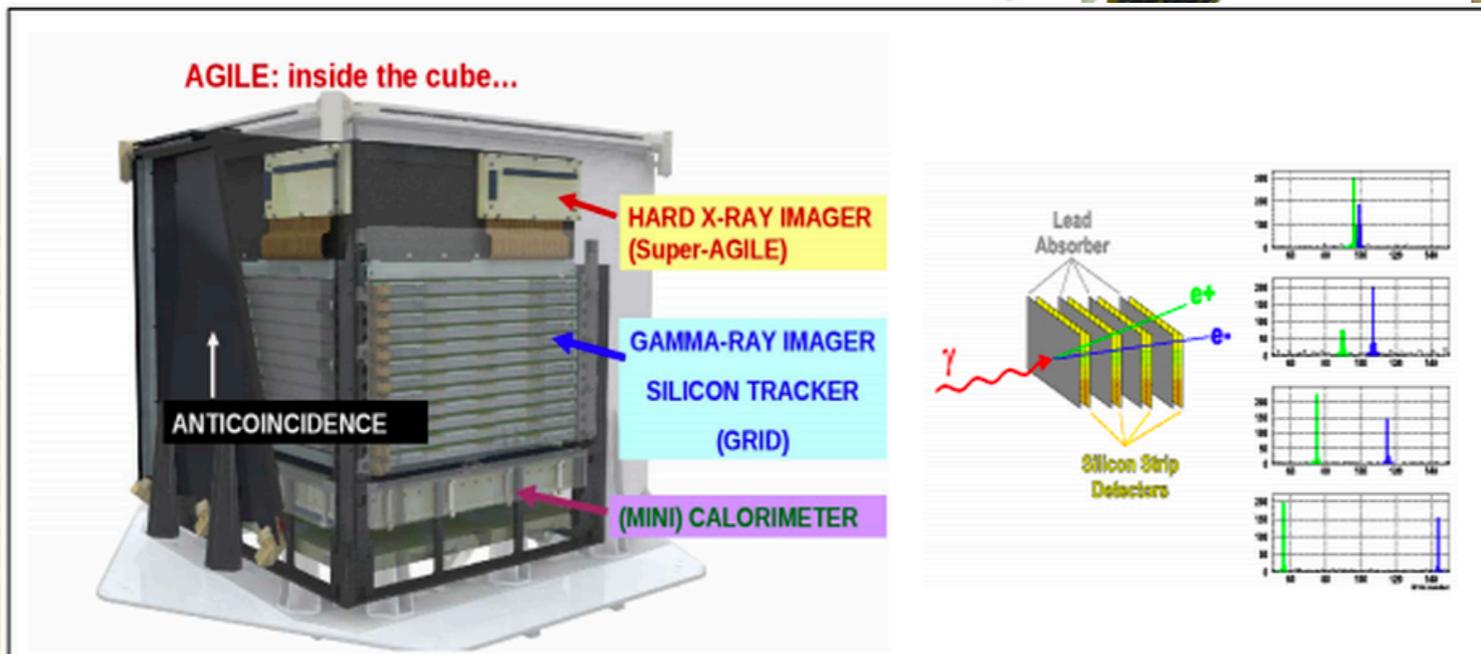
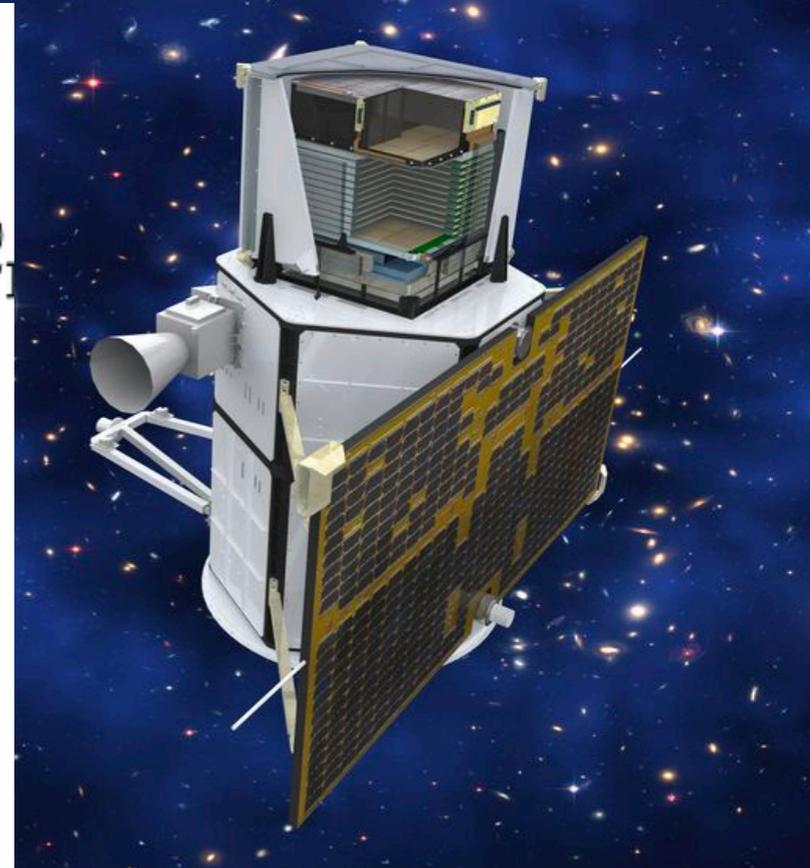
OMC (Optical Monitoring Camera)



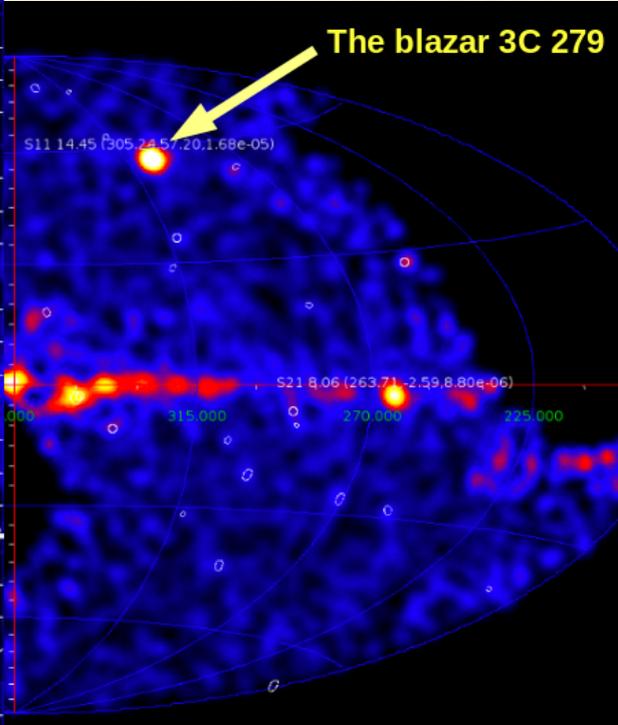
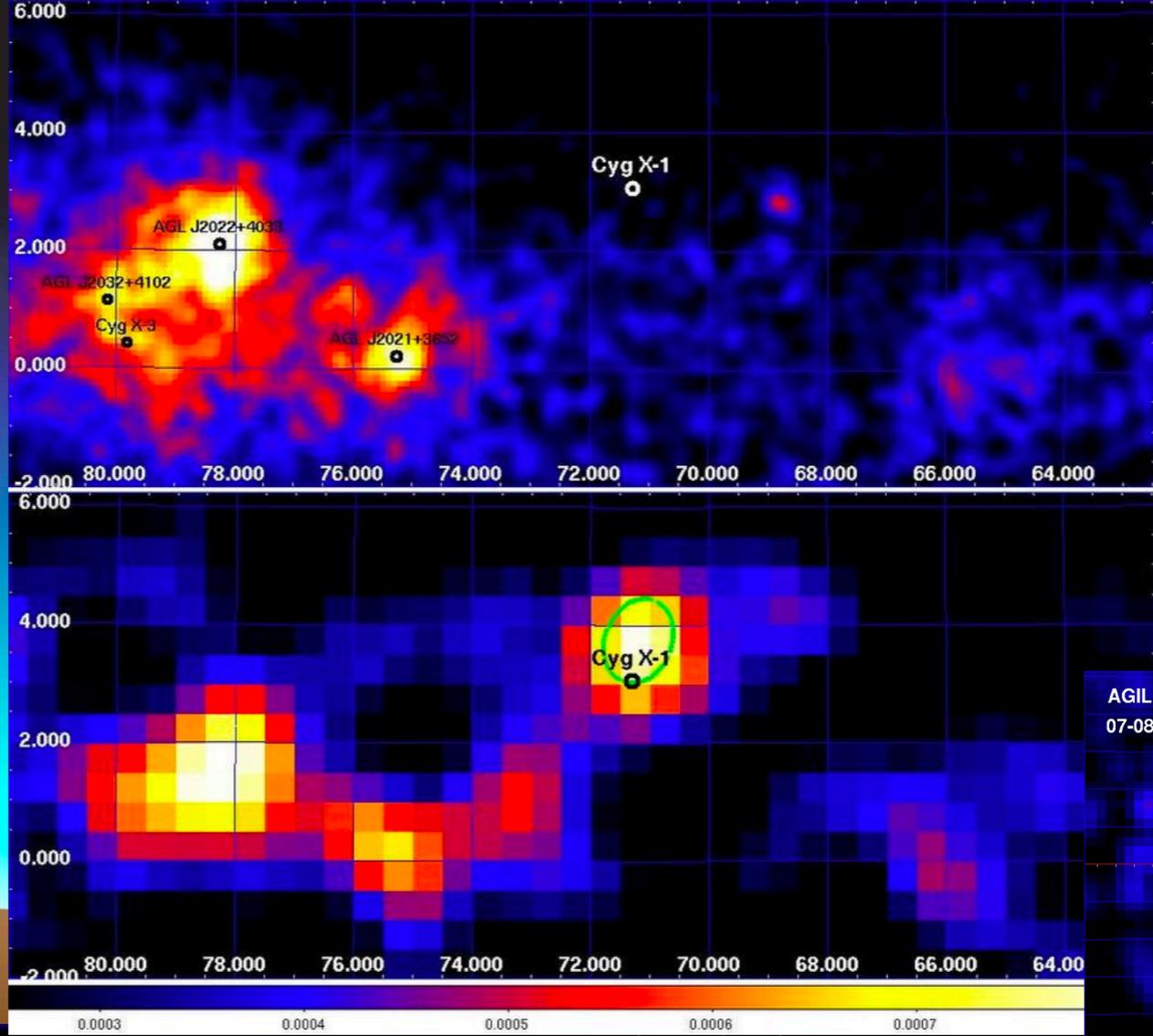
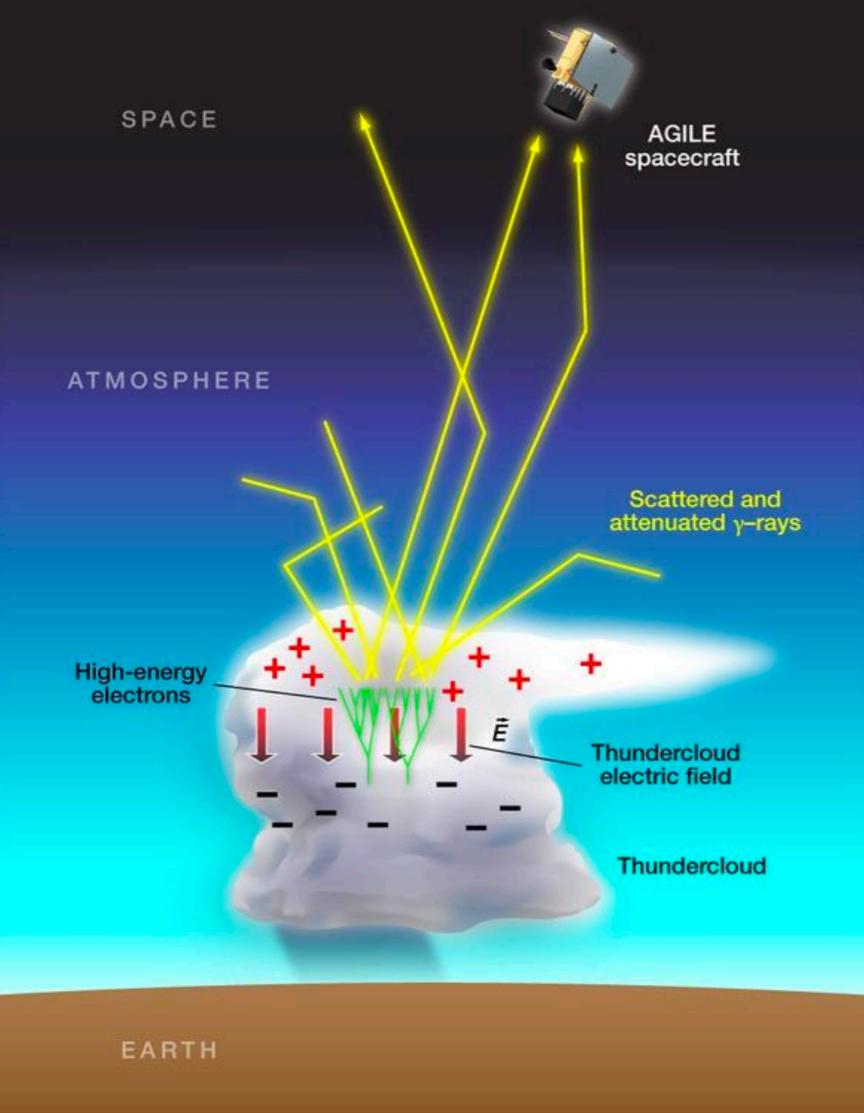


<https://directory.eoportal.org/web/eoportal/satellite-missions/i/integral>

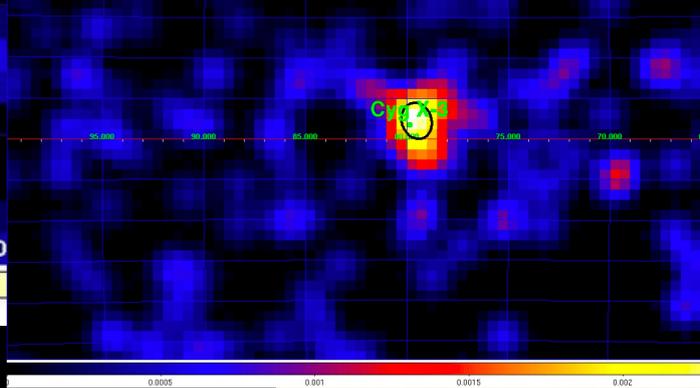
---



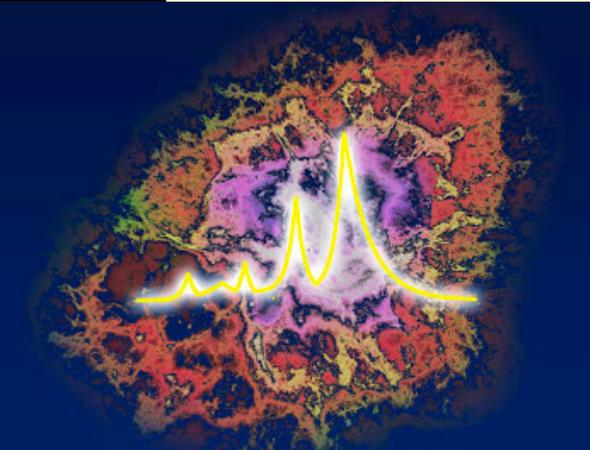
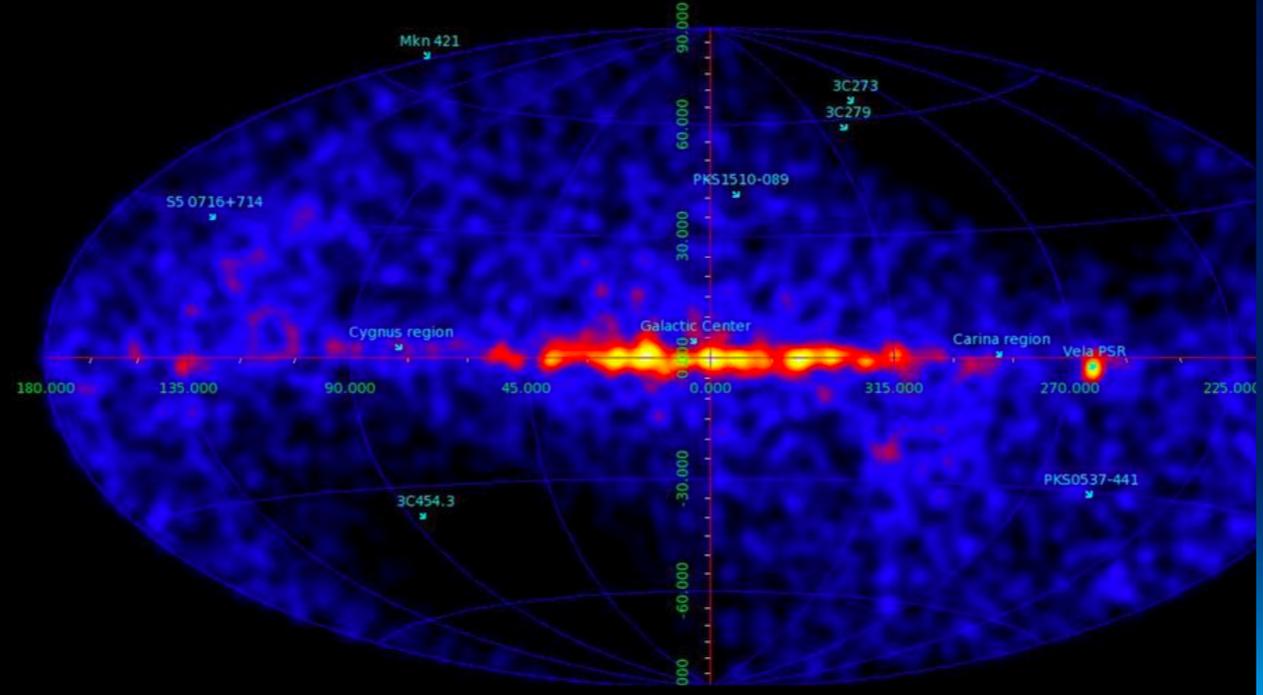
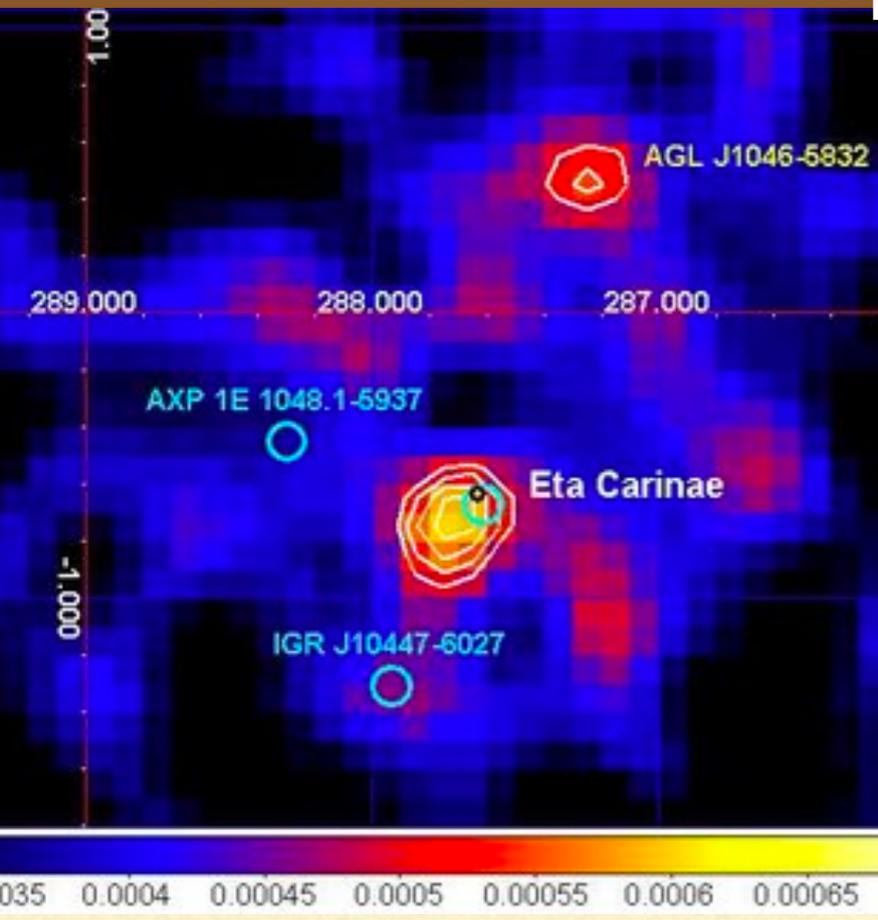
**AGILE (Astrorivelatore Gamma a Immagini LEggero): the most compact instrument for high-energy astrophysics: Payload ~ 130 kg - Total ~ 300 kg**



AGILE gamma-ray map above 100 MeV of the Cygnus Region  
07-08 Feb. 2011



AGILE in spinning coverage of the gamma-ray sky,  $E > 100$  MeV  
(8 March, 2016)



# THE FLARING CRAB: Surprise and Impact

Villa Mondragone,  
Monte Porzio Catone, Rome  
July 4-6, 2012

SOC: F. Aharonian, J. Arons, R. Blandford, A. Ferrari, P. Picozza, M. Tavani (Chair), M. Weisskopf

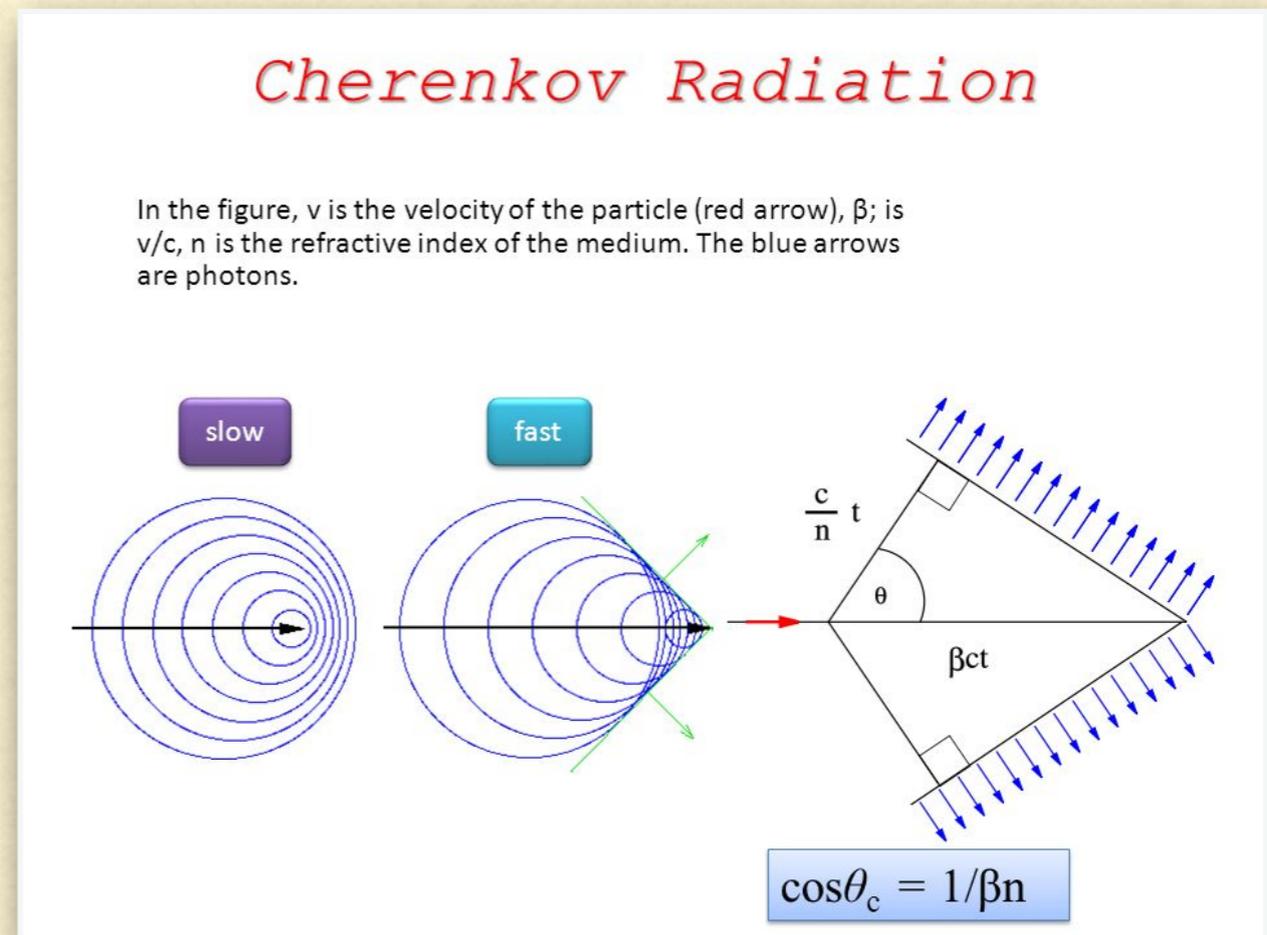
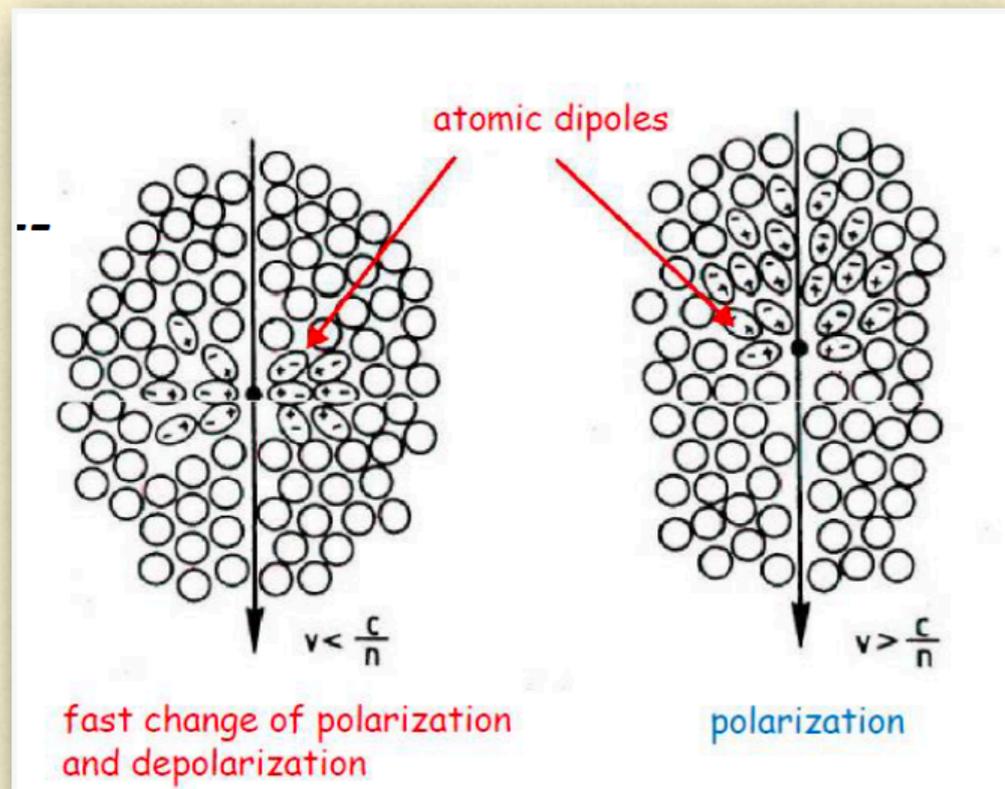
LOC: M. Giusti, G. Arduozzo, E. Striani, V. Vittorini



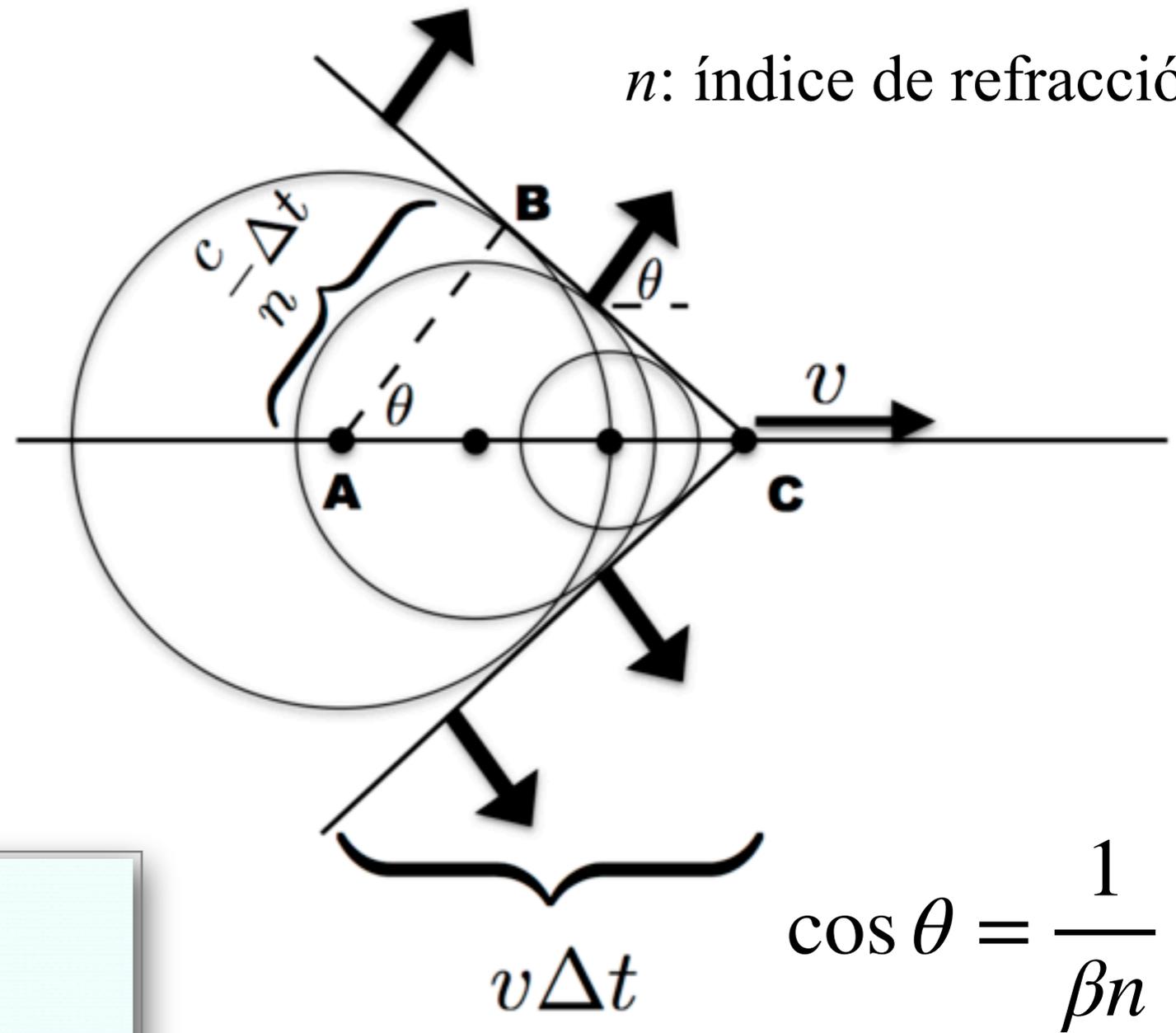
# Detección de rayos gamma con energías $\geq 100$ GeV

Requiere grandes areas colectoras. Debe realizarse desde tierra y por tanto utiliza técnicas indirectas basadas en la detección de radiación Cherenkov producida por productos de la interacción de los rayos gamma con la atmósfera.

## Radiación Cherenkov



$n$ : índice de refracción

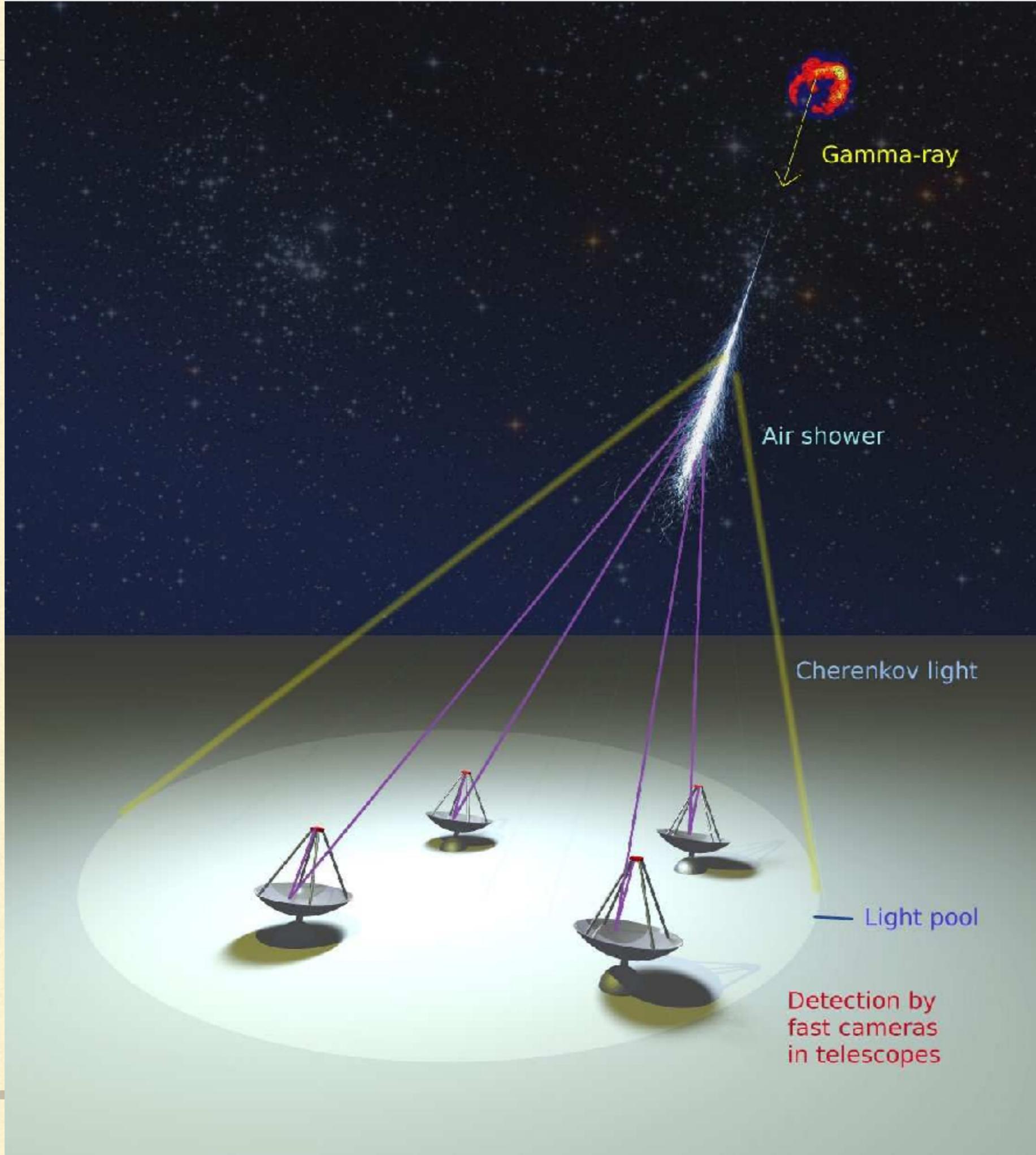


$$\left. \frac{dE}{d\omega dt} \right|_{\text{Cher}} = \frac{2\pi e^2 v}{c^2} \omega \left[ 1 - \frac{c^2}{n(\omega)^2 v^2} \right].$$

---

Cuando un rayo  $\gamma$  ingresa a la atmósfera inicia una cascada electromagnética (*extended air shower*, EAS). Si  $E_\gamma > 100$  GeV, la cascada se desarrolla hasta una altitud de unos pocos km sobre el nivel del mar ( $\sim 10$  km para  $E_\gamma \approx 100$  GeV - 1 TeV) donde se alcanza el número máximo de partículas secundarias; luego se desvanece más profundo en la atmósfera. Los leptones secundarios son relativistas y producen luz Cherenkov en el UV (con un pico en  $\sim 300 - 350$  nm a nivel del suelo) al propagarse en la atmósfera. La emisión Cherenkov se produce en forma de un pulso de duración de algunos ns y está contenida en un cono cuyo eje coincide con la dirección de arribo del rayo  $\gamma$ . El área iluminada en tierra (*light pool*) tiene unos 250 m de diámetro, aproximadamente, y la densidad de fotones que arriban durante el pulso es de  $\sim 100$  m<sup>-2</sup> a 1 TeV.

---



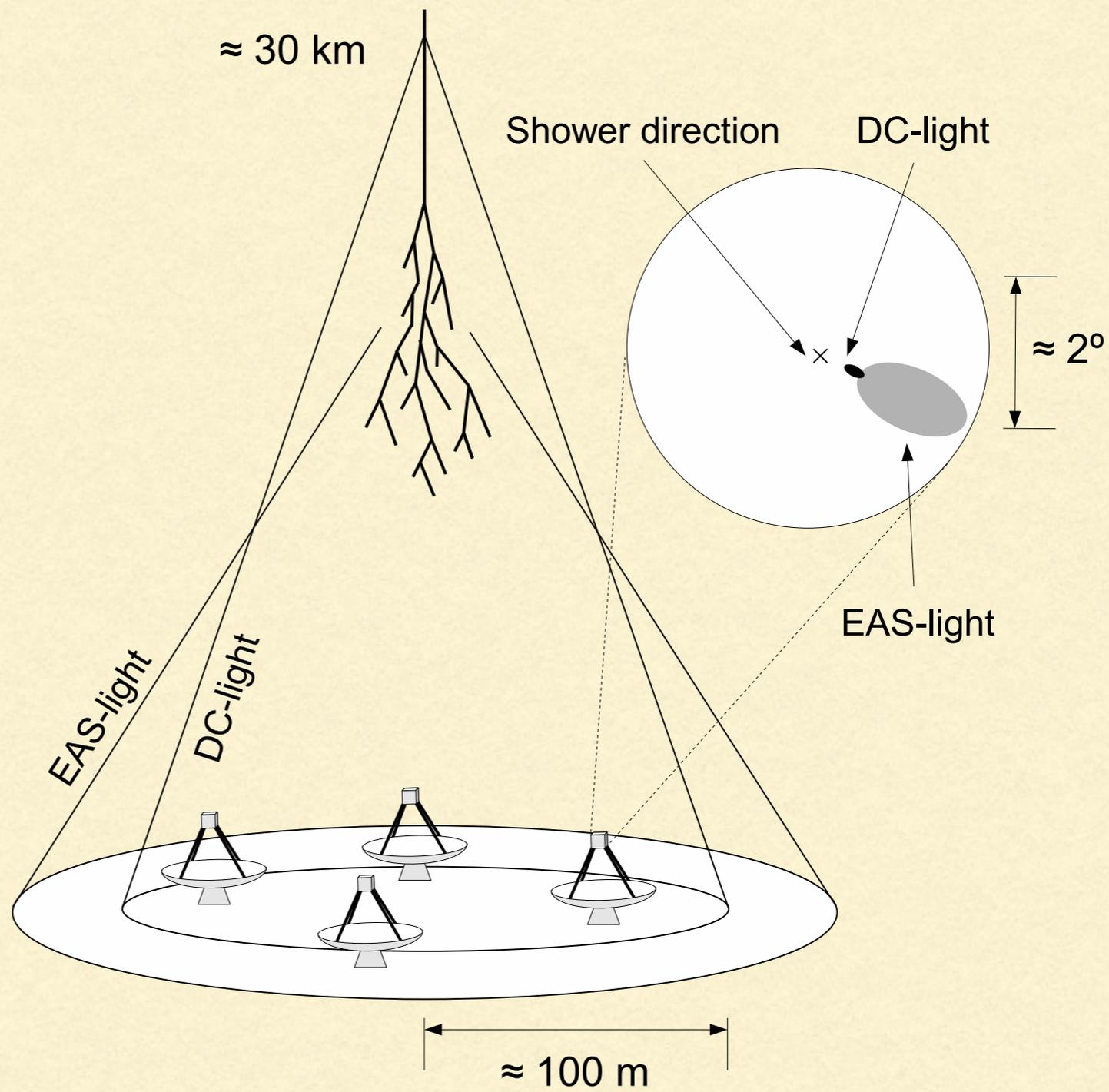
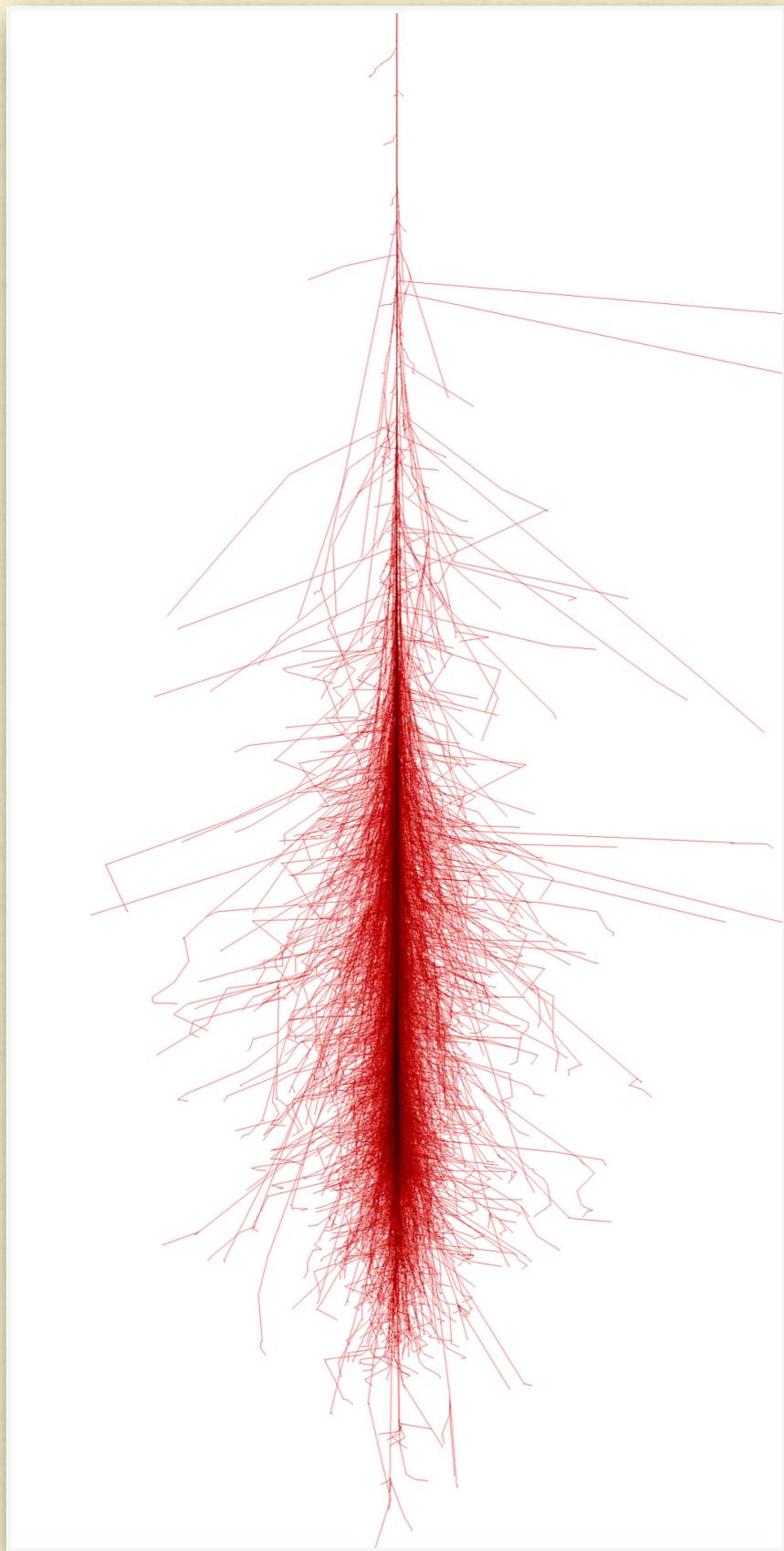
Gamma-ray

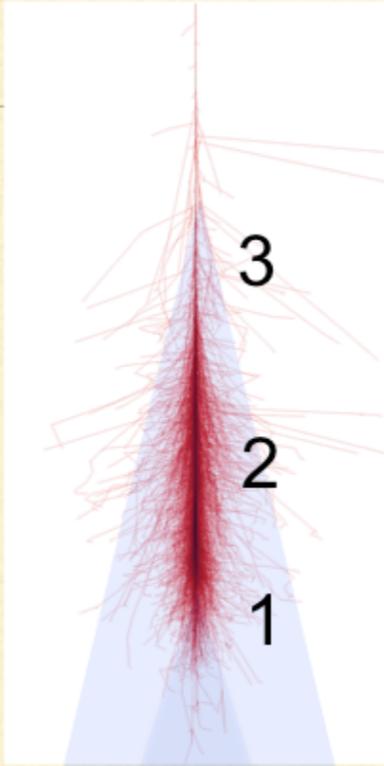
Air shower

Cherenkov light

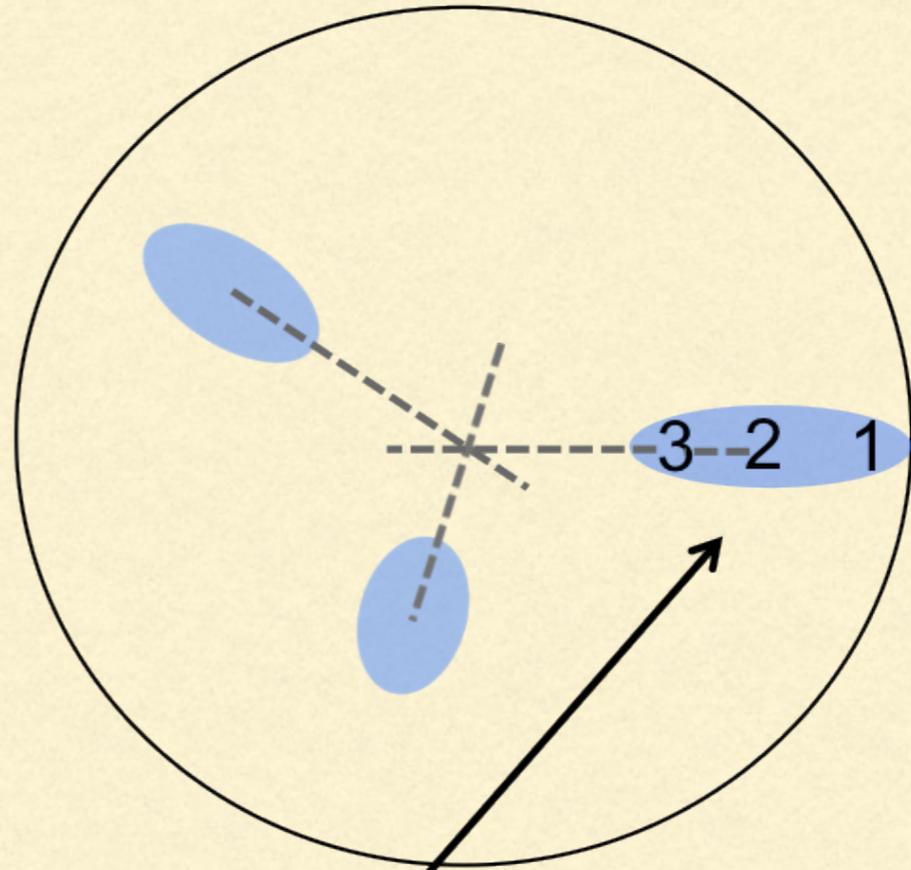
Light pool

Detection by fast cameras in telescopes

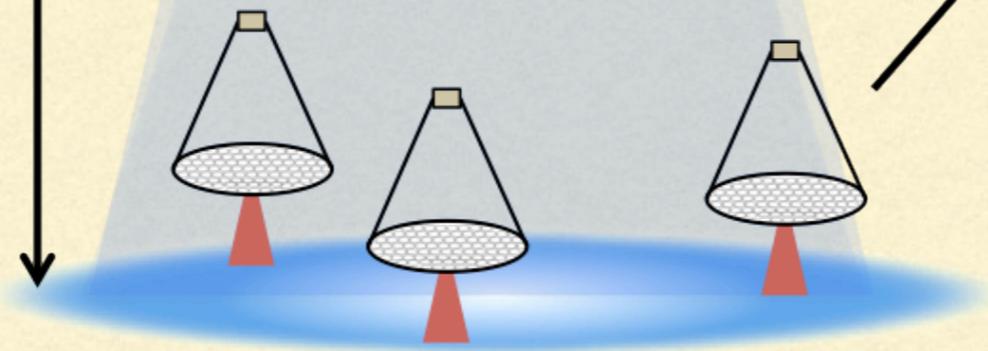




Telescope field of view



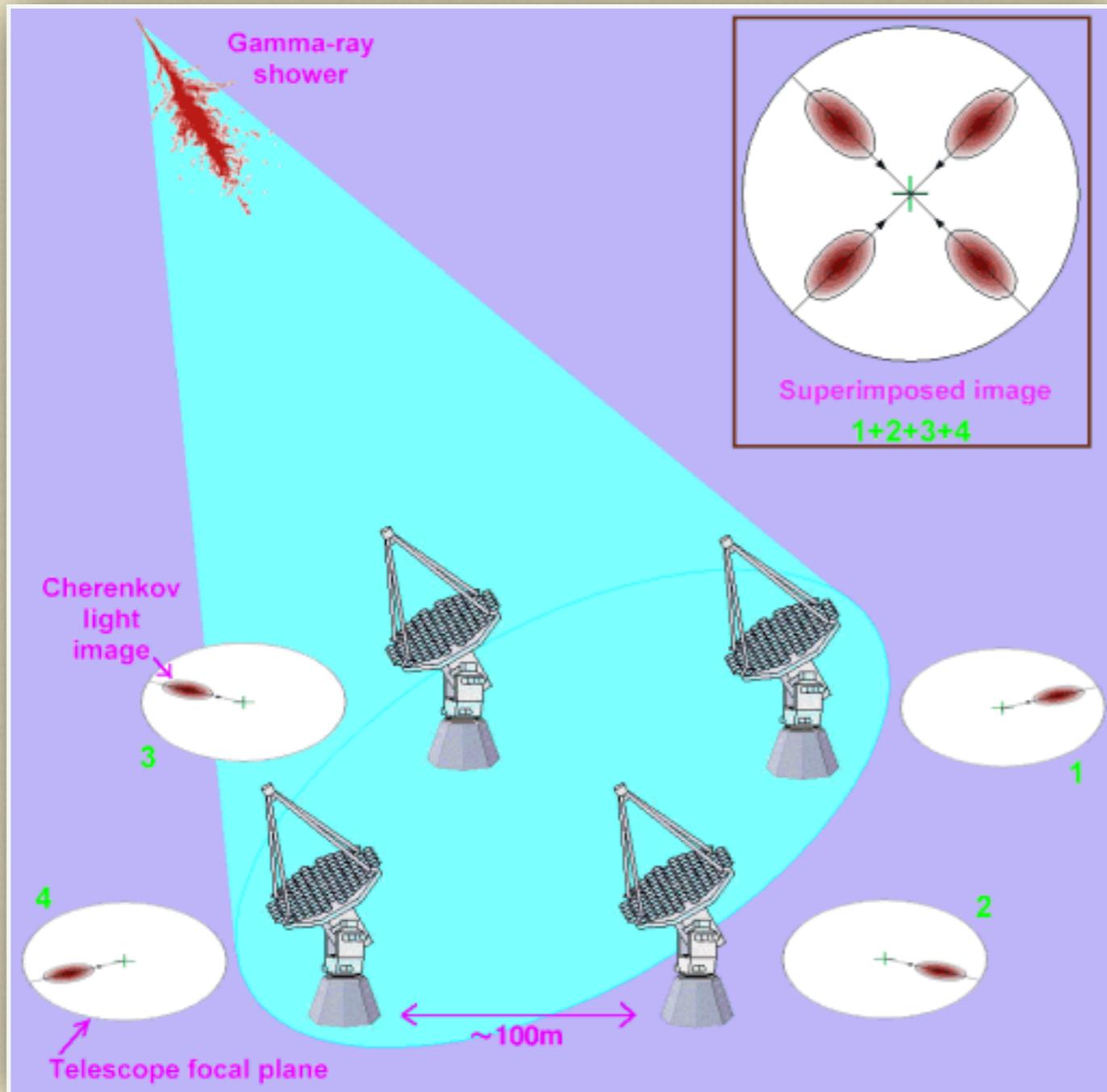
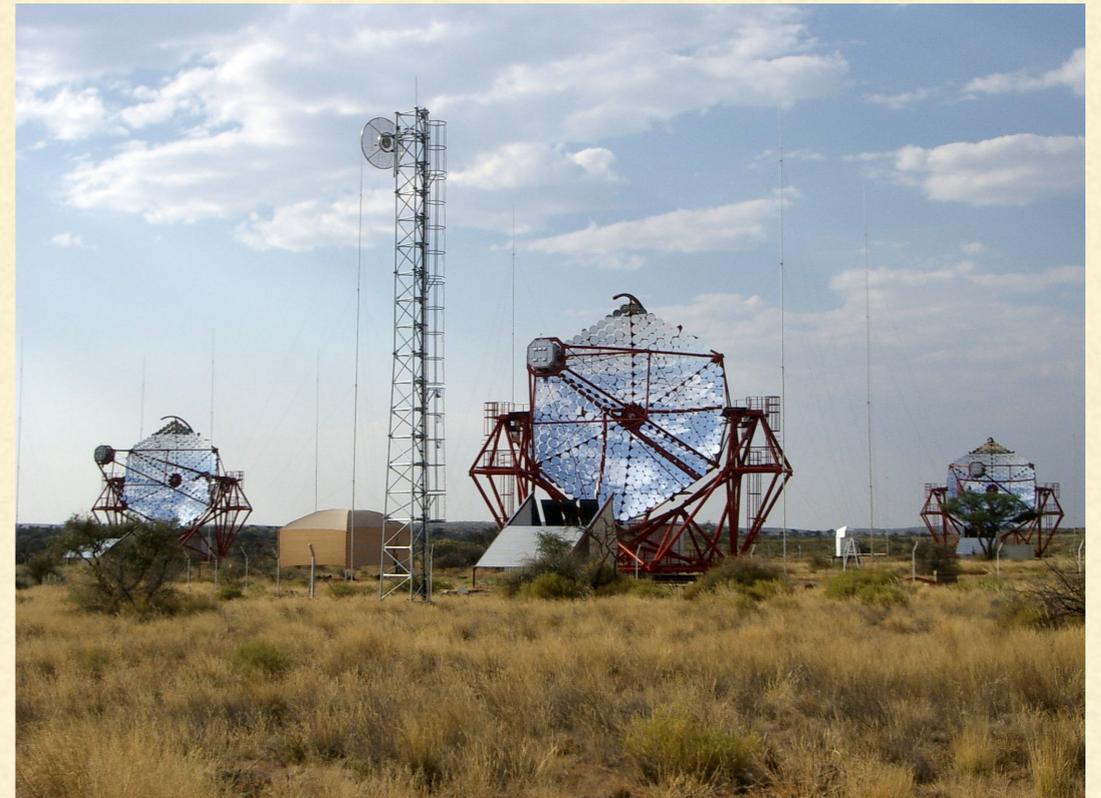
10km



130m



# HESS



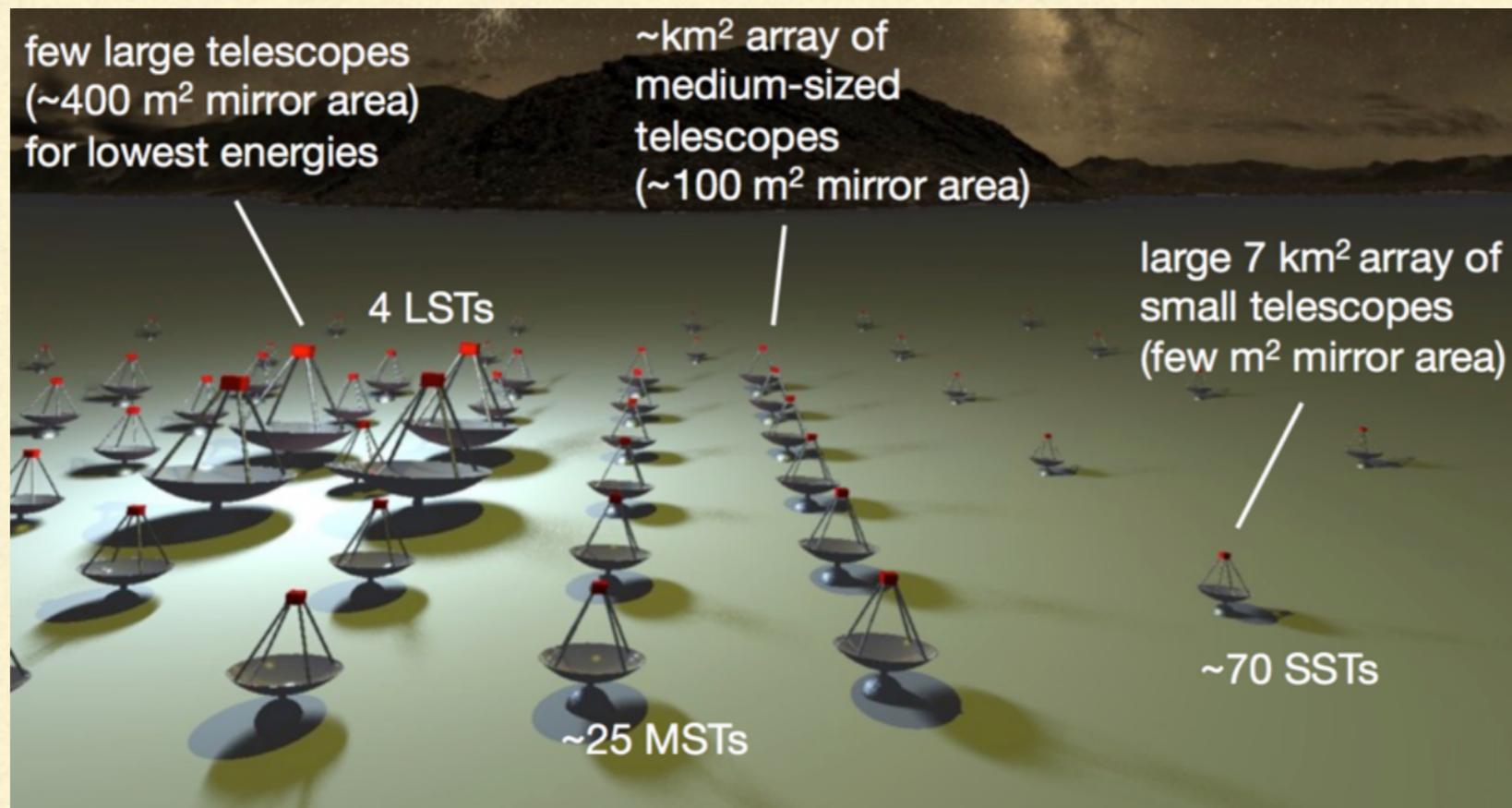
# MAGIC



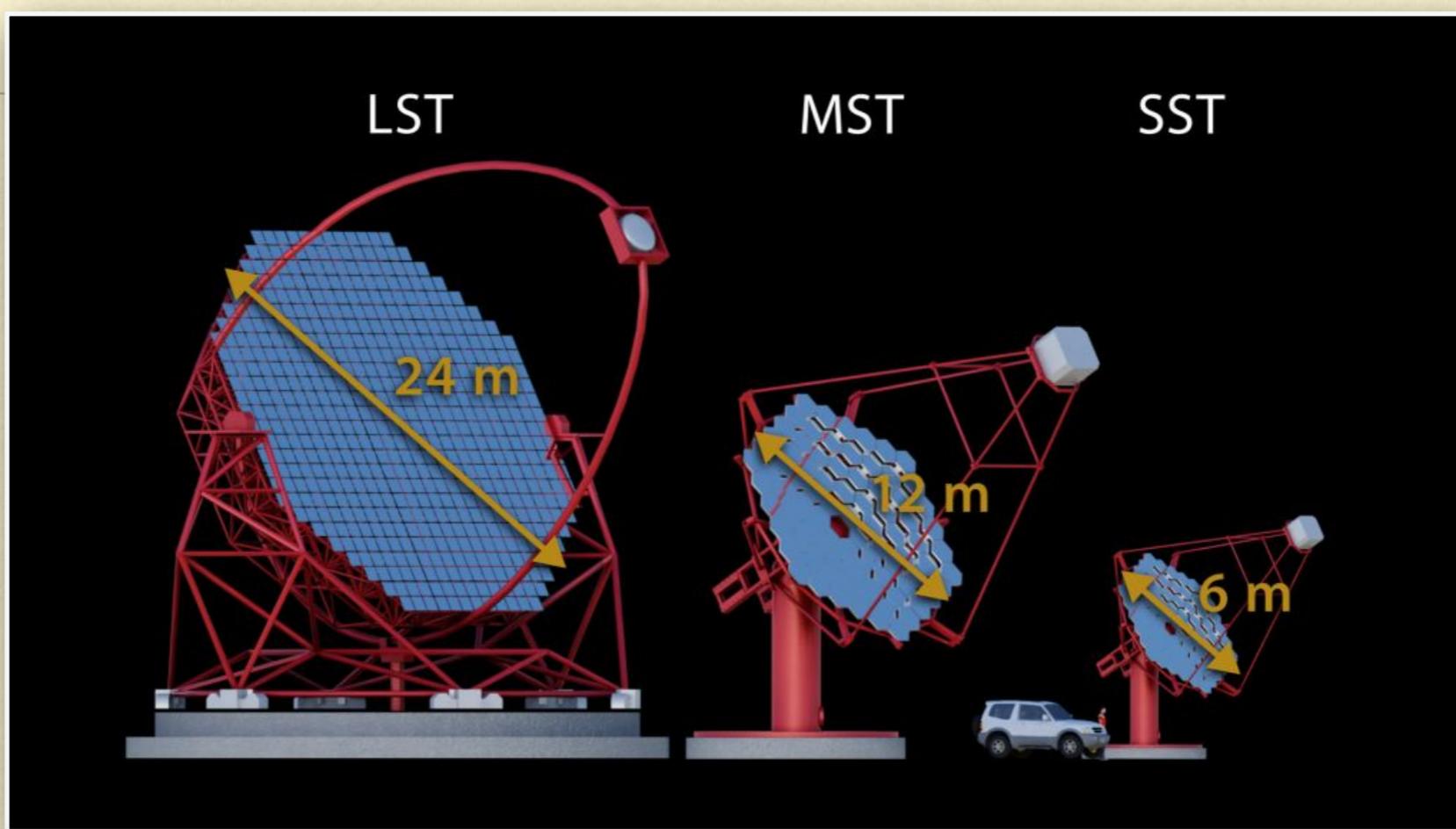
# VERITAS



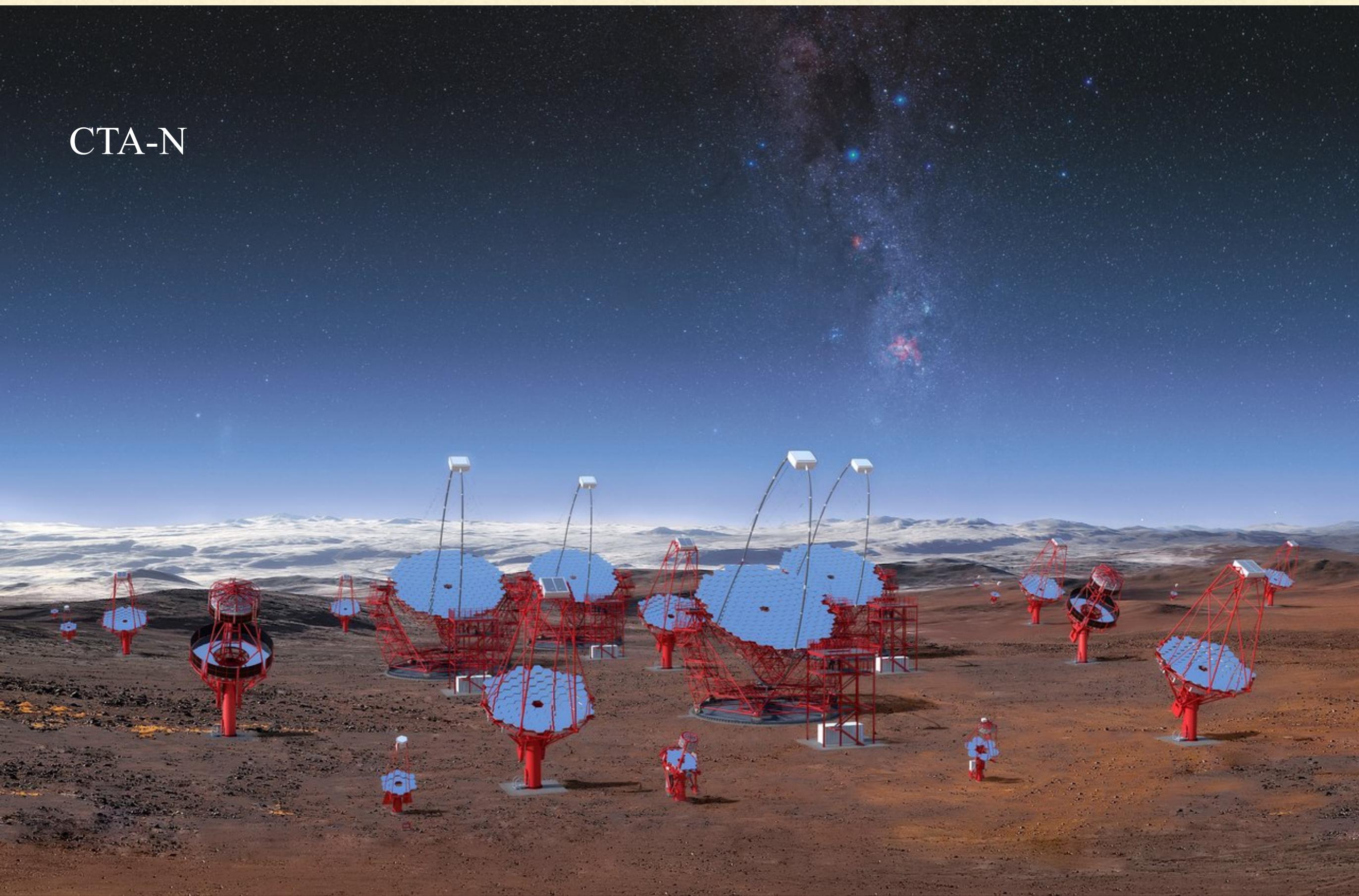
CTA



# CTA



CTA-N



---

El detector consiste en un espejo que colecta y refleja la luz Cherenkov sobre un foco donde hay un tubo fotomultiplicador (PMT) o una cámara. La señal detectada es:

$$C = \int_{E_1}^{E_2} C(E) \zeta(E) A dE,$$

donde  $C(E)$  es el flujo Cherenkov dentro de los límites de sensibilidad en energía  $E_1$  y  $E_2$  del PMT,  $\zeta(E)$  es la curva de respuesta del PMT y  $A$  es el área colectora. A su vez,  $C(E)$  depende de la transmisión atmosférica  $T(E)$  y del espectro de emisividad de la cascada  $\epsilon(E)$ :

$$C(E) = \kappa \epsilon(E) T(E), \quad \kappa = \text{cte.}$$

---

---

La señal Cherenkov se detecta sobre un ruido producido por el cielo nocturno. El brillo del cielo es:

$$B = \int_{E_1}^{E_2} B(\bar{E}) \zeta(E) \tau A \Omega dE,$$

donde  $\tau$  es el intervalo de integración,  $B(E)$  la dependencia del brillo con la energía de los fotones, y  $\Omega$  el ángulo sólido cubierto por el telescopio.

La relación señal-ruido es entonces:

$$\frac{S}{N} = \frac{S}{\sqrt{B}} = \int_{E_1}^{E_2} C(E) \left\{ \frac{\zeta(E)A}{B(E)\tau\Omega} \right\}^{1/2} dE.$$

La mínima señal detectable es  $\propto (S/N)^{-1}$ . De aquí que la energía mínima detectable sea

$$E_{\gamma}^{\min} \propto \left\{ \frac{B(E)\Omega\tau}{\zeta(E)A} \right\}^{1/2} \frac{1}{C(E)}.$$

El brillo del cielo está constituido por la luz de las estrellas, el Sol, la Luna, el brillo nocturno, meteoros, rayos, nubes y fuentes de origen artificial. Para minimizar estos efectos, se observa en sitios aislados durante noches sin luna.

---

---

El principal problema para las observaciones Cherenkov es el ruido de fondo producido por los rayos cósmicos. Las cascadas hadrónicas iniciadas en la atmósfera por los rayos cósmicos tienen componentes electromagnéticas que emiten luz Cherenkov.

Hay diferencias, no obstante, entre las cascadas iniciadas por rayos  $\gamma$  y aquellas iniciadas por rayos cósmicos que permiten diferenciarlas. La tarea no es fácil: las cascadas iniciadas por rayos cósmicos, a una energía dada, son  $10^3$  veces más numerosas que las iniciadas por rayos  $\gamma$ .

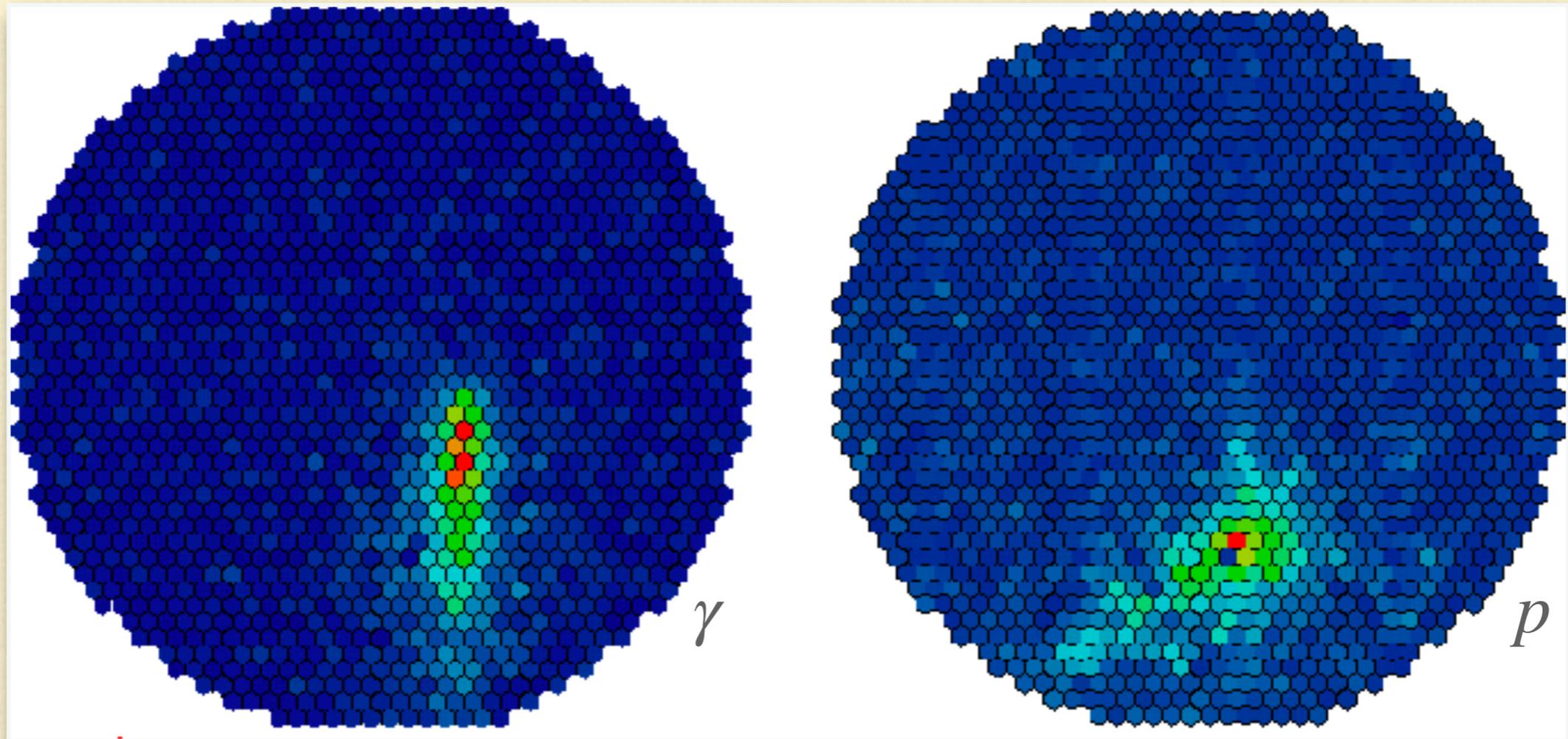
La diferenciación efectiva de ambos tipos de eventos se hace sobre la base de una técnica conocida como *Cherenkov imaging*, por lo que este tipo de detectores se conoce como *Imaging Atmospheric Cherenkov Telescopes* (IACT). La técnica consiste en “pixelar” la imagen de la lluvia Cherenkov utilizando un arreglo de muchos PMT que forman una cámara colocada en el foco del telescopio. Al obtenerse una imagen de la lluvia Cherenkov es posible descartar eventos de fondo en base a la forma y la orientación de la imagen.

Las imágenes de cascadas iniciadas por rayos  $\gamma$  son elipses angostas y elongadas. Las cascadas hadrónicas iniciadas por rayos cósmicos producen partículas secundarias cargadas con una importante componente transversal de su momento, que a su vez disparan sub-cascadas. Como consecuencia, las imágenes de las cascadas iniciadas por rayos cósmicos son más anchas e irregulares que las de las cascadas iniciadas por rayos  $\gamma$ .

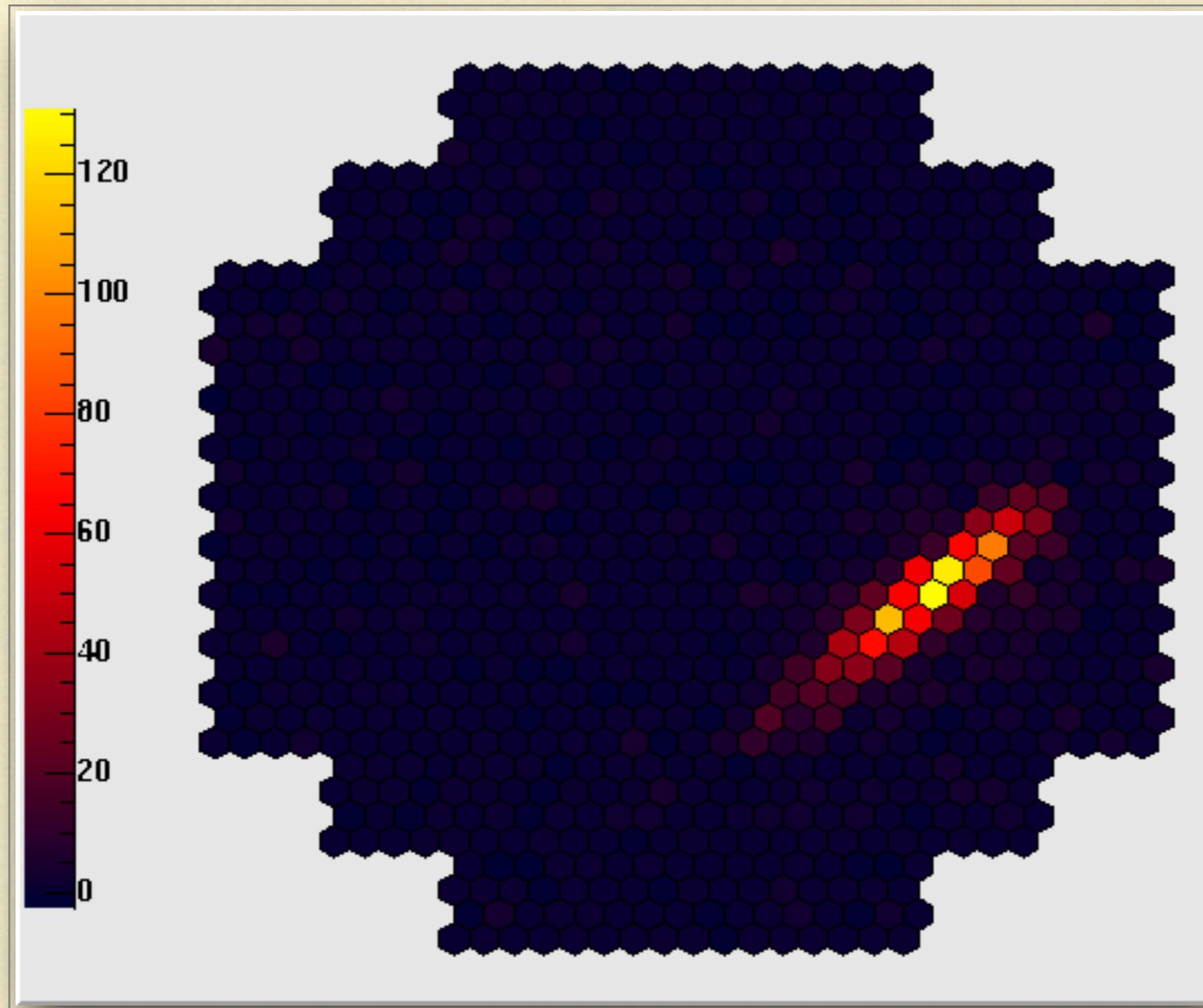
La resolución angular depende de la energía, pero es típicamente de  $0.1^\circ$  para  $E_\gamma \gtrsim 100$  GeV.

---

# Imágenes de EAS



## Imágenes de EAS (MST/CTA)



# LST



## Tanques de agua

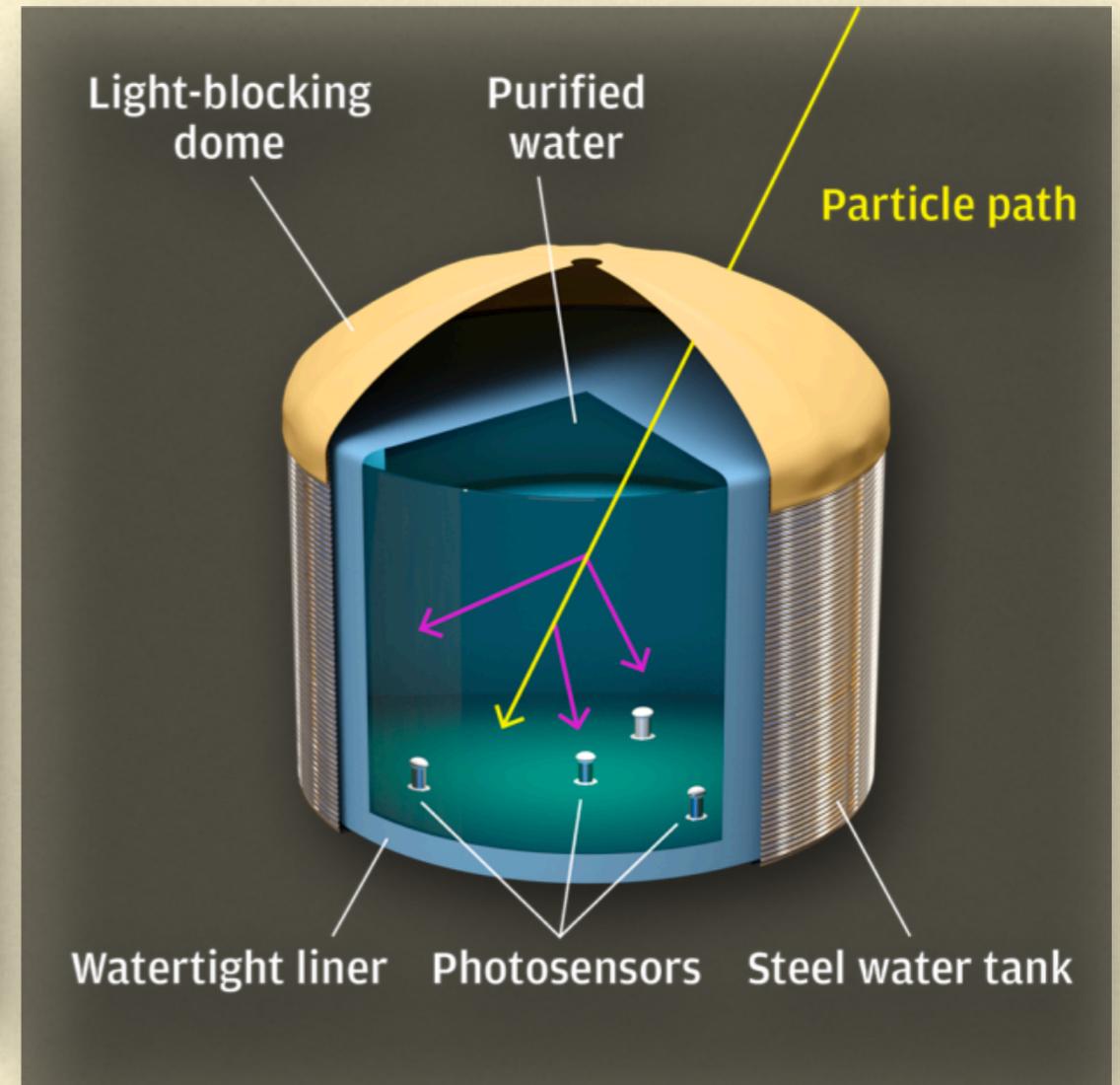
A energías muy altas ( $E \geq 100$  TeV) la radiación Cherenkov óptica puede ser producida en agua. Esto da lugar a detectores formados por fototubos dentro de tanques.



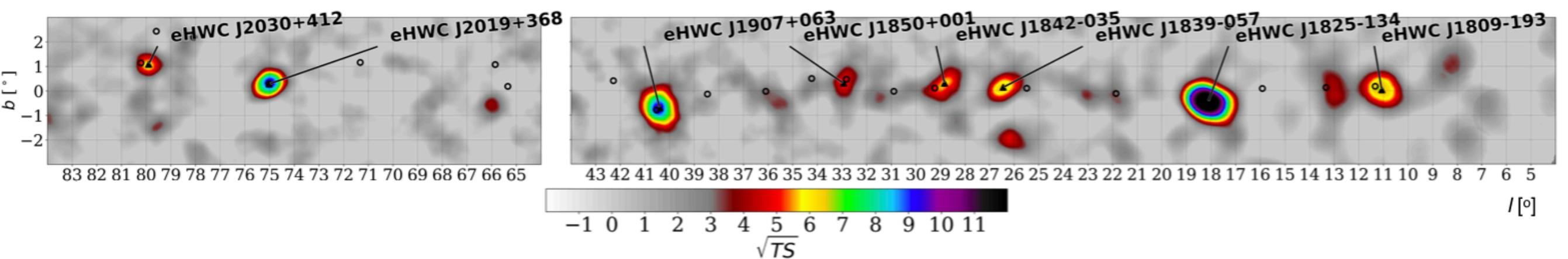
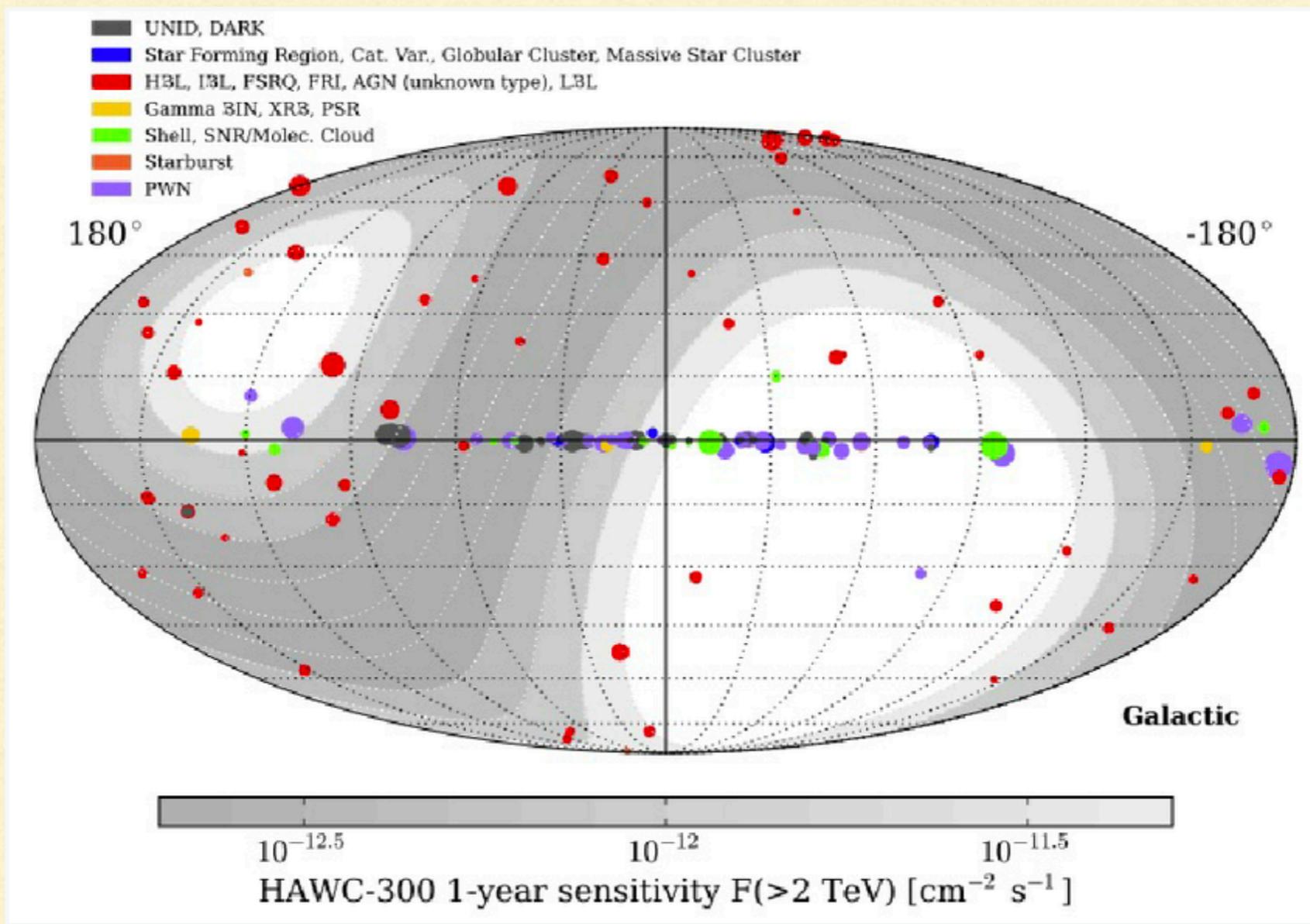
HAWC

HAWC está compuesto por 300 detectores de luz de Cherenkov en agua. Cada detector consta de un tanque de 7 metros de diámetro y 5 metros de alto hecho de acero y con una bolsa en su interior que contiene 180,000 litros de agua ultra pura. Dentro de esta bolsa de agua y anclados al suelo, hay cuatro tubos fotomultiplicadores, que son detectores muy sensibles a la luz capaces de observar el tenue destello Cherenkov que emiten las partículas que componen las cascadas atmosféricas a su paso por el agua.



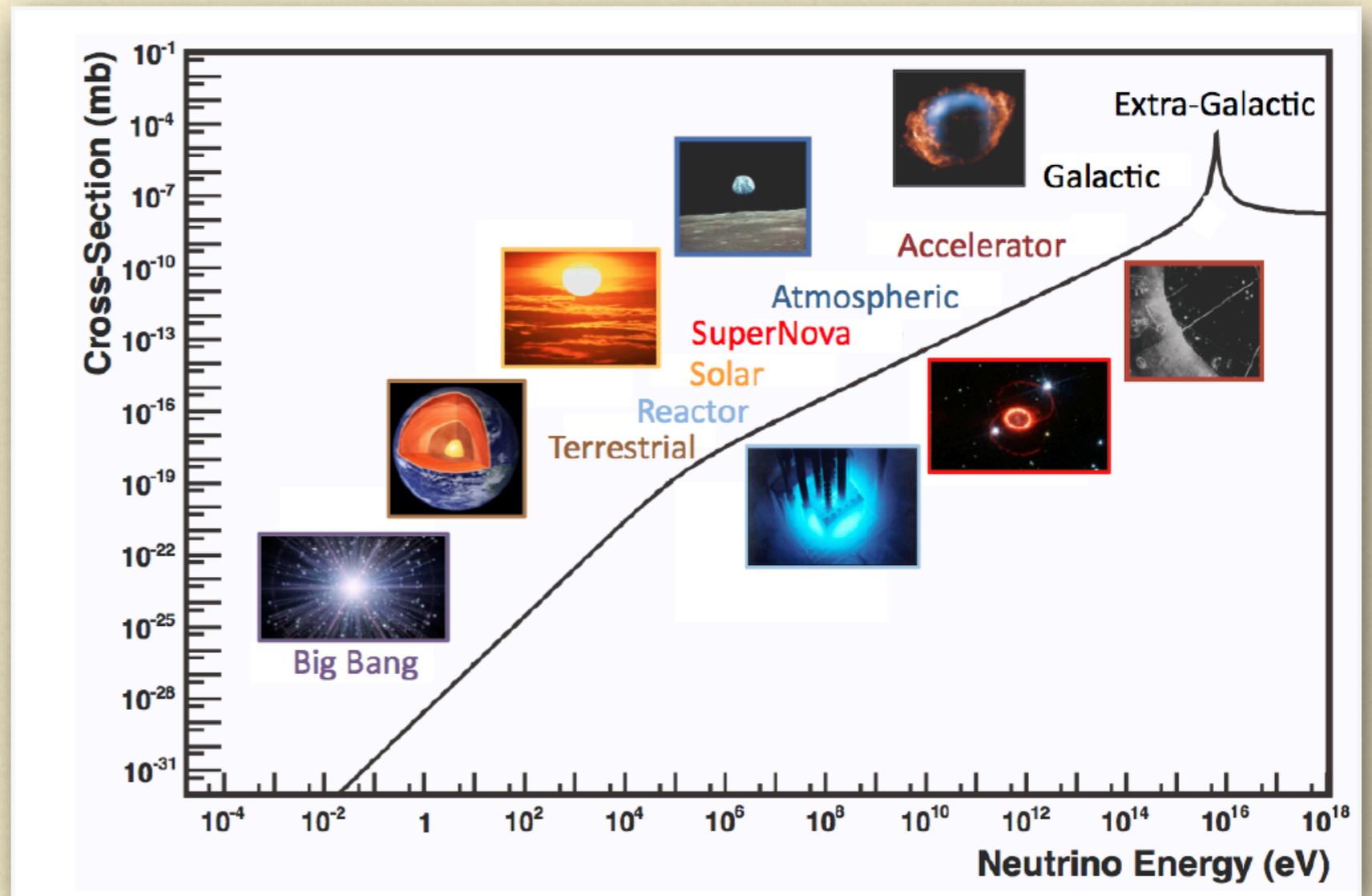
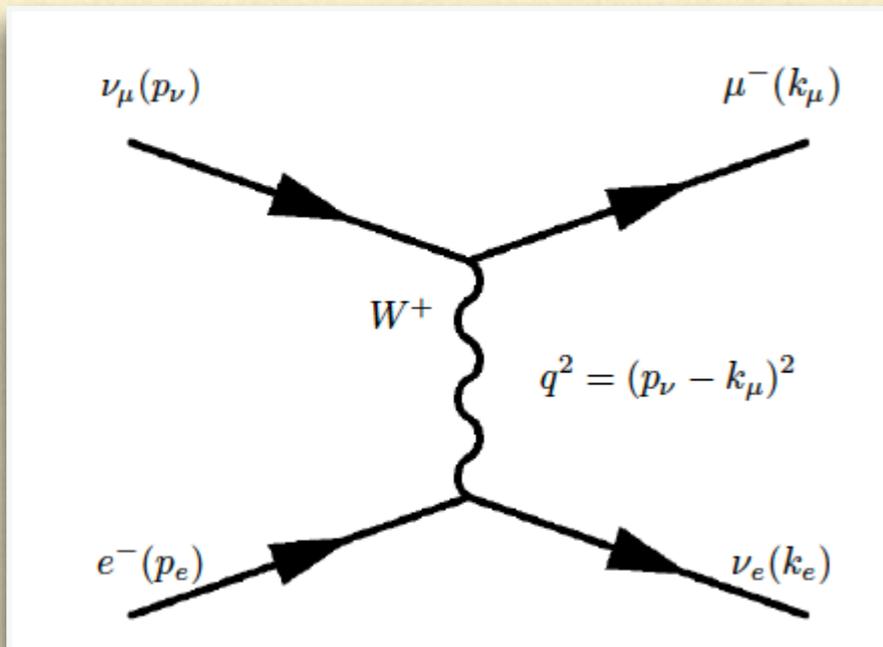


HAWC

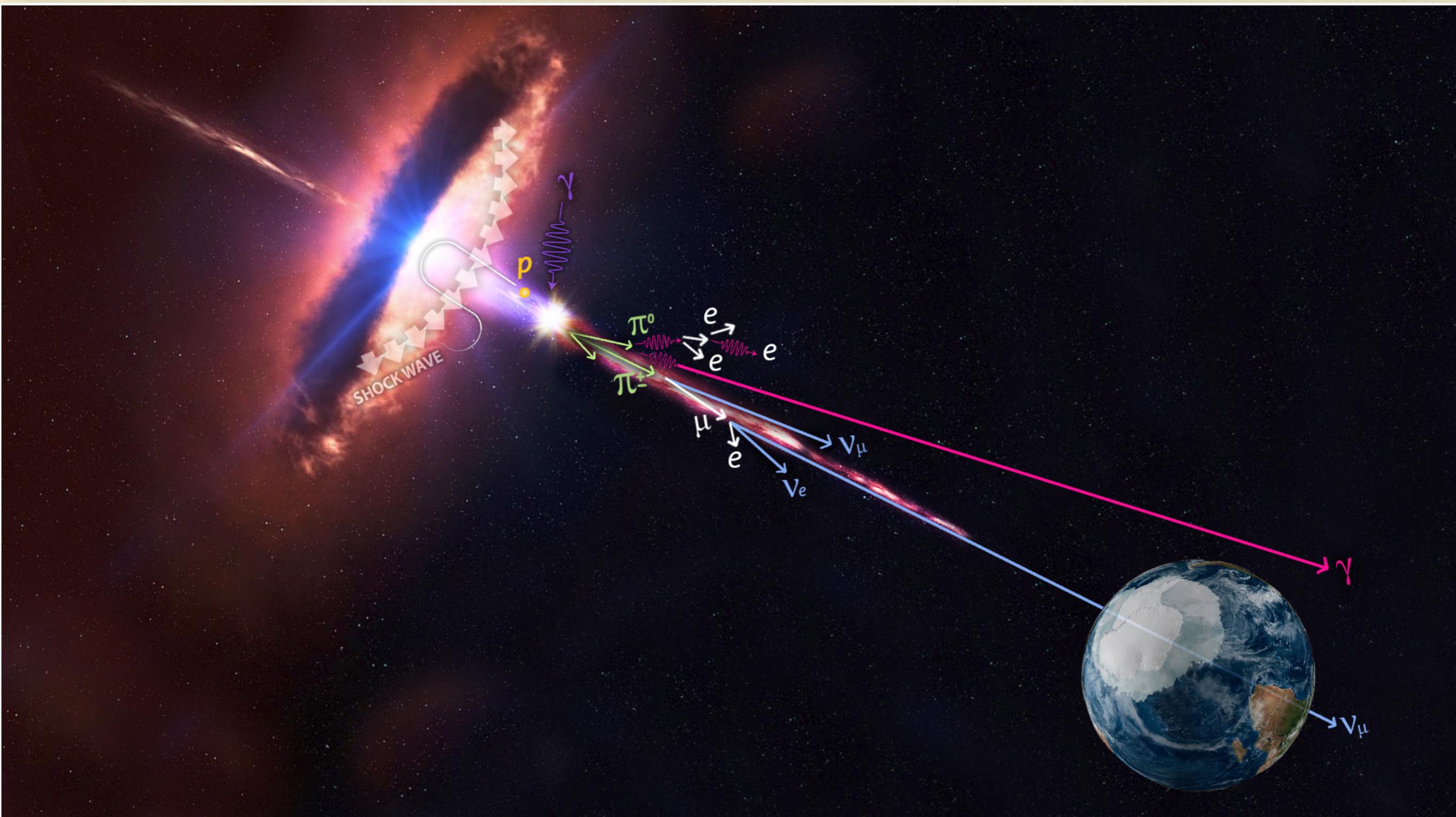


# Detectores de neutrinos

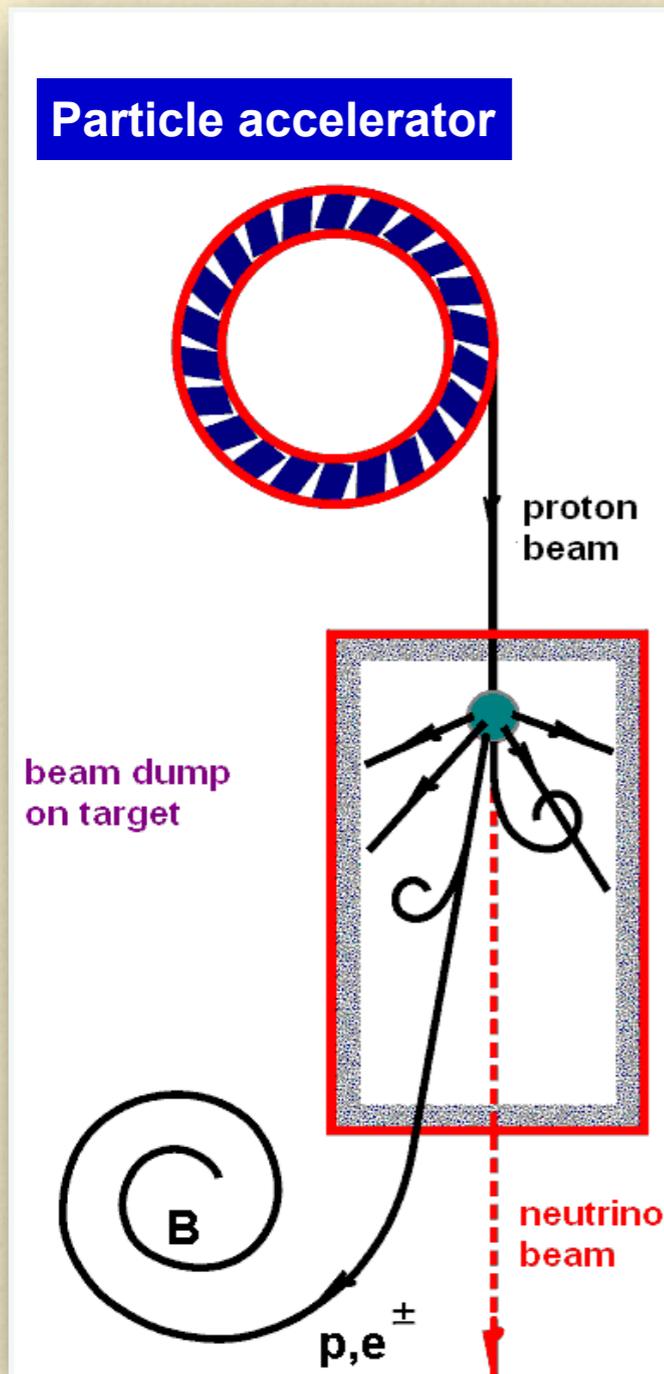
Debido a su sección eficaz extremadamente pequeña, los neutrinos son muy difíciles de detectar. Las técnicas utilizadas para su detección y medición recurren a la radiación Chrenkov producida por muones creados por neutrinos al interactuar con grandes cantidades de agua o hielo.



Los neutrinos escapan de las fuentes y pueden ser utilizados para reconstruir procesos físicos de regiones completamente opacas a la radiación electromagnética. A diferencia de los rayos cósmicos no son afectados por los campos magnéticos.



# Neutrino production mechanisms



## Proton acceleration

- Fermi mechanism

$$\text{proton spectrum } dN_p/dE \sim E^{-2}$$

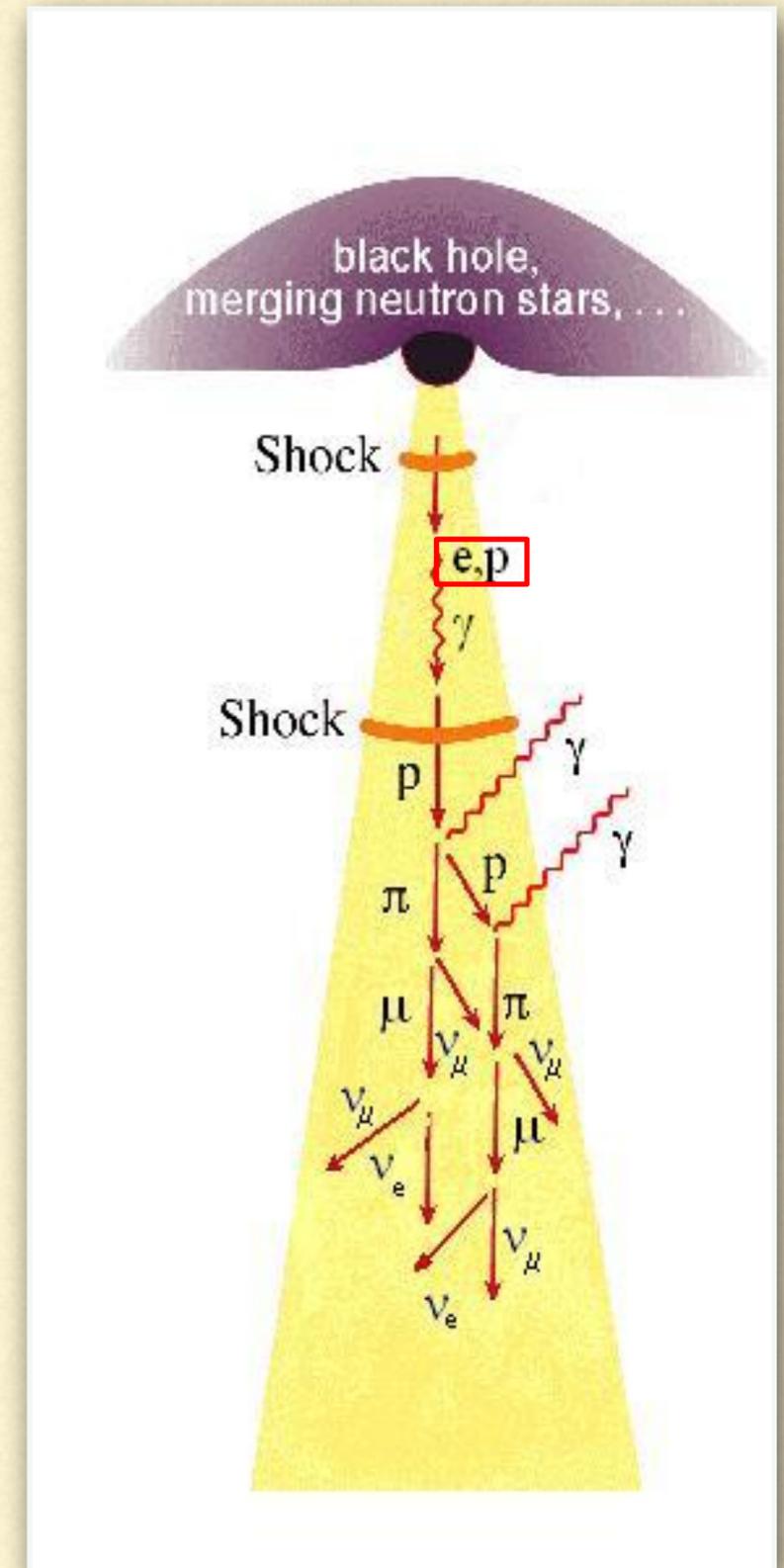
## Neutrino production

- Proton interactions

p p (SNR, X-Ray Binaries)

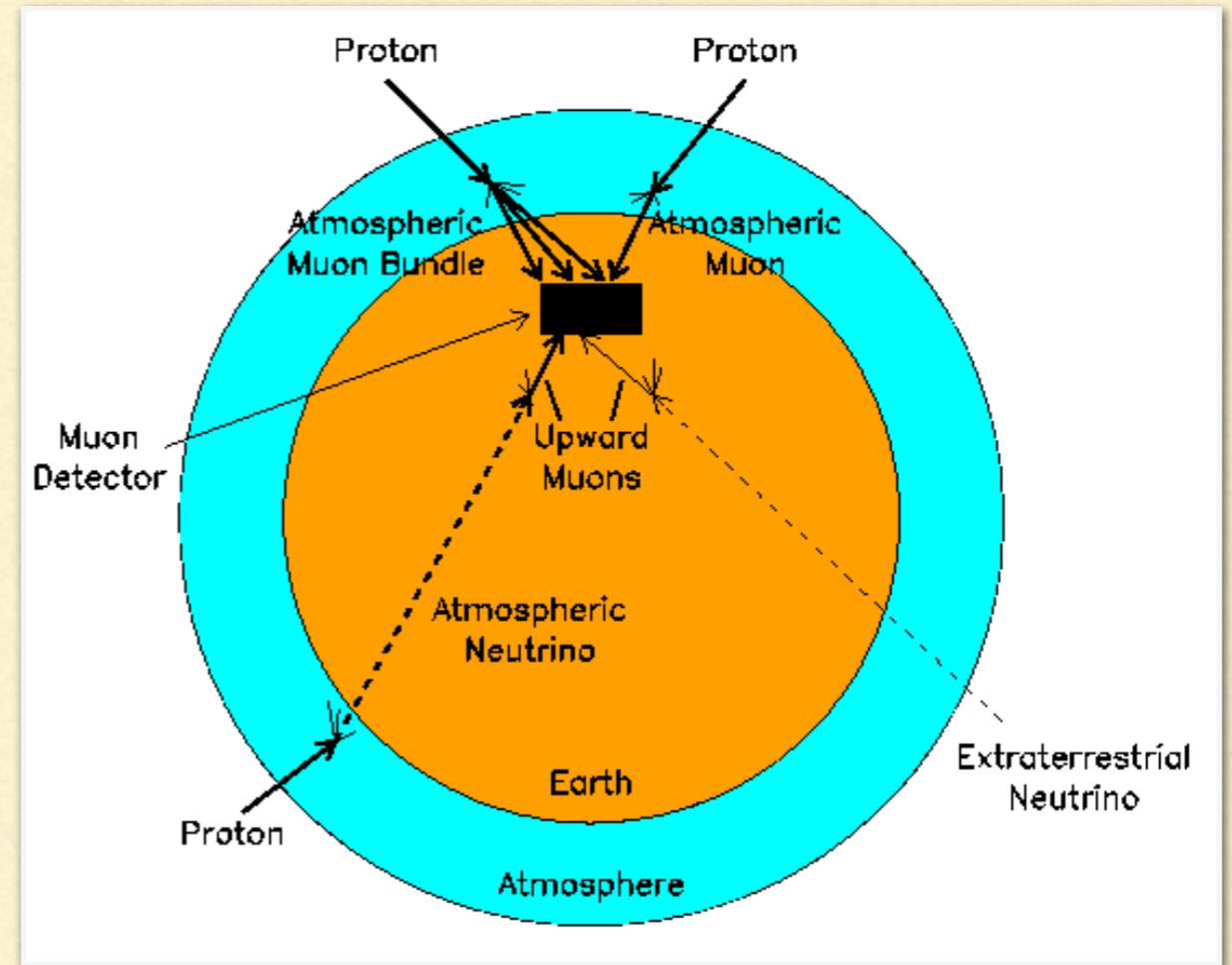
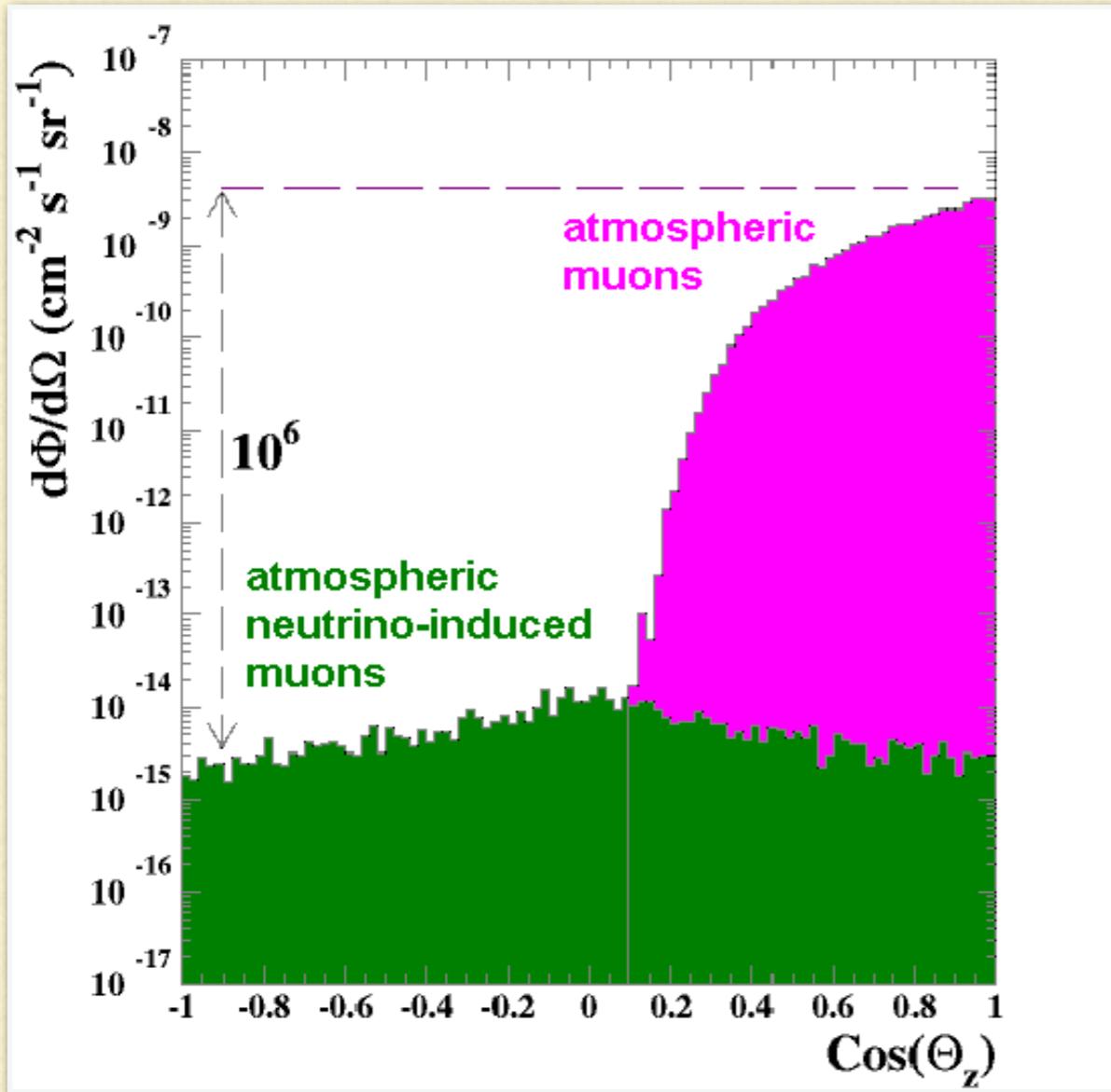
p  $\gamma$  (AGN, GRB, microQSO)

- decay of pions and muons

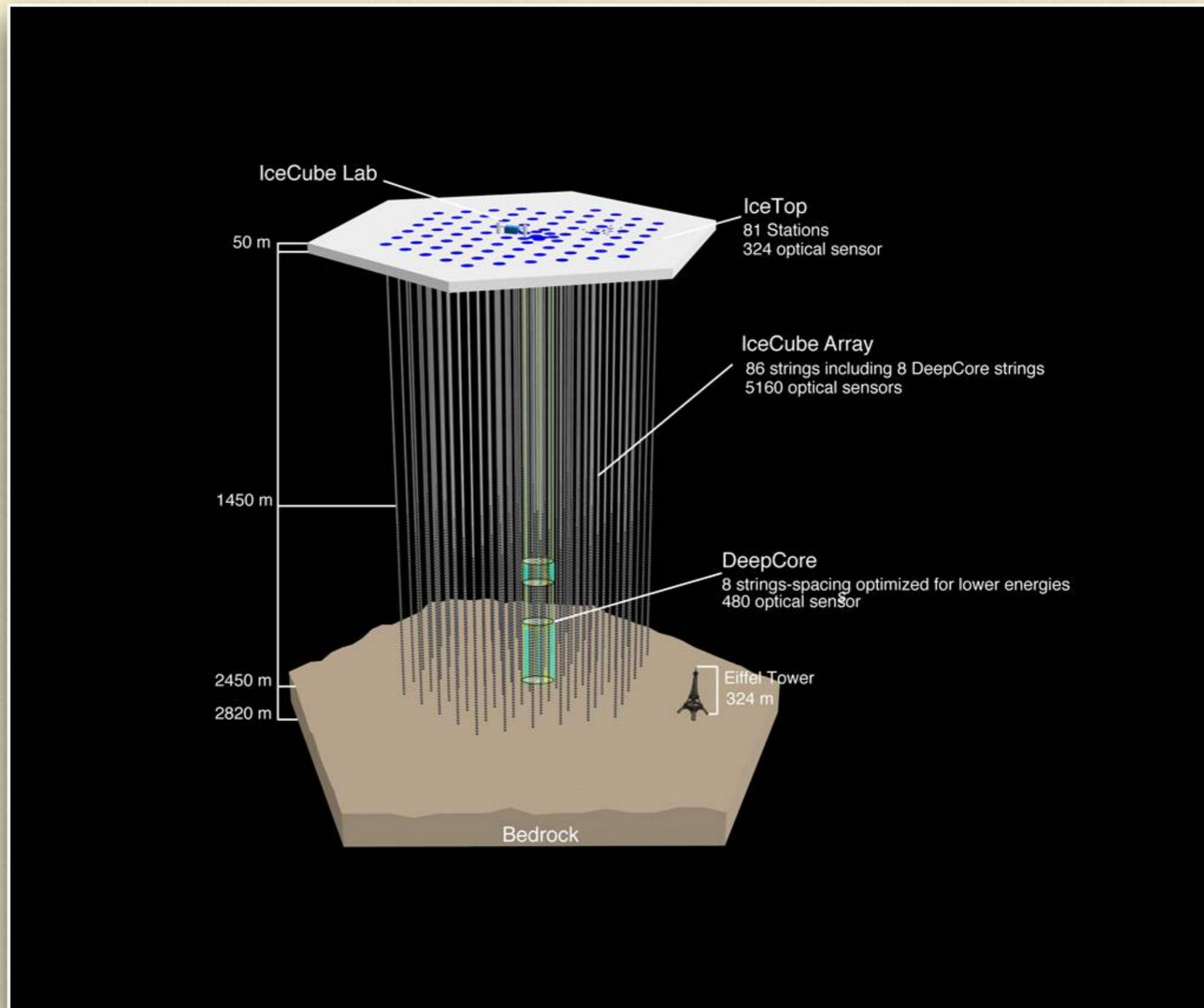


electrons are responsible for gamma fluxes (synchrotron, IC)

# Técnica para evitar los muones atmosféricos: mirar a través de la Tierra



# IceCube





# ICECUBE

SOUTH POLE NEUTRINO OBSERVATORY

50 m

Ice Top



**IceCube Laboratory**  
Data is collected here and sent by satellite to the data warehouse at UW-Madison



**Digital Optical Module (DOM)**  
5,160 DOMs deployed in the ice

1450 m

2450 m

86 strings of DOMs, set 125 meters apart

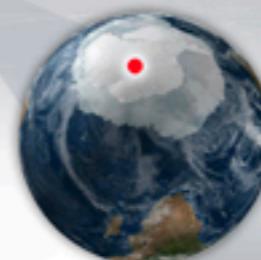
IceCube detector

DeepCore

DOMs are 17 meters apart

60 DOMs on each string

Antarctic bedrock



**Amundsen-Scott South Pole Station, Antarctica**  
A National Science Foundation-managed research facility

## Detector Design



1 gigaton of instrumented ice



5,160 light sensors, or digital optical modules (DOMs), digitize and time-stamp signals



1 square kilometer surface array, IceTop, with 324 DOMs



2 nanosecond time resolution



IceCube Lab (ICL) houses data processing and storage and sends 100 GB of data north by satellite daily

<https://icecube.wisc.edu/>



IceCube

AMANDA

"North"

South Pole

road to work

Dome

Summer camp

1500 m

2000 m

[not to scale]

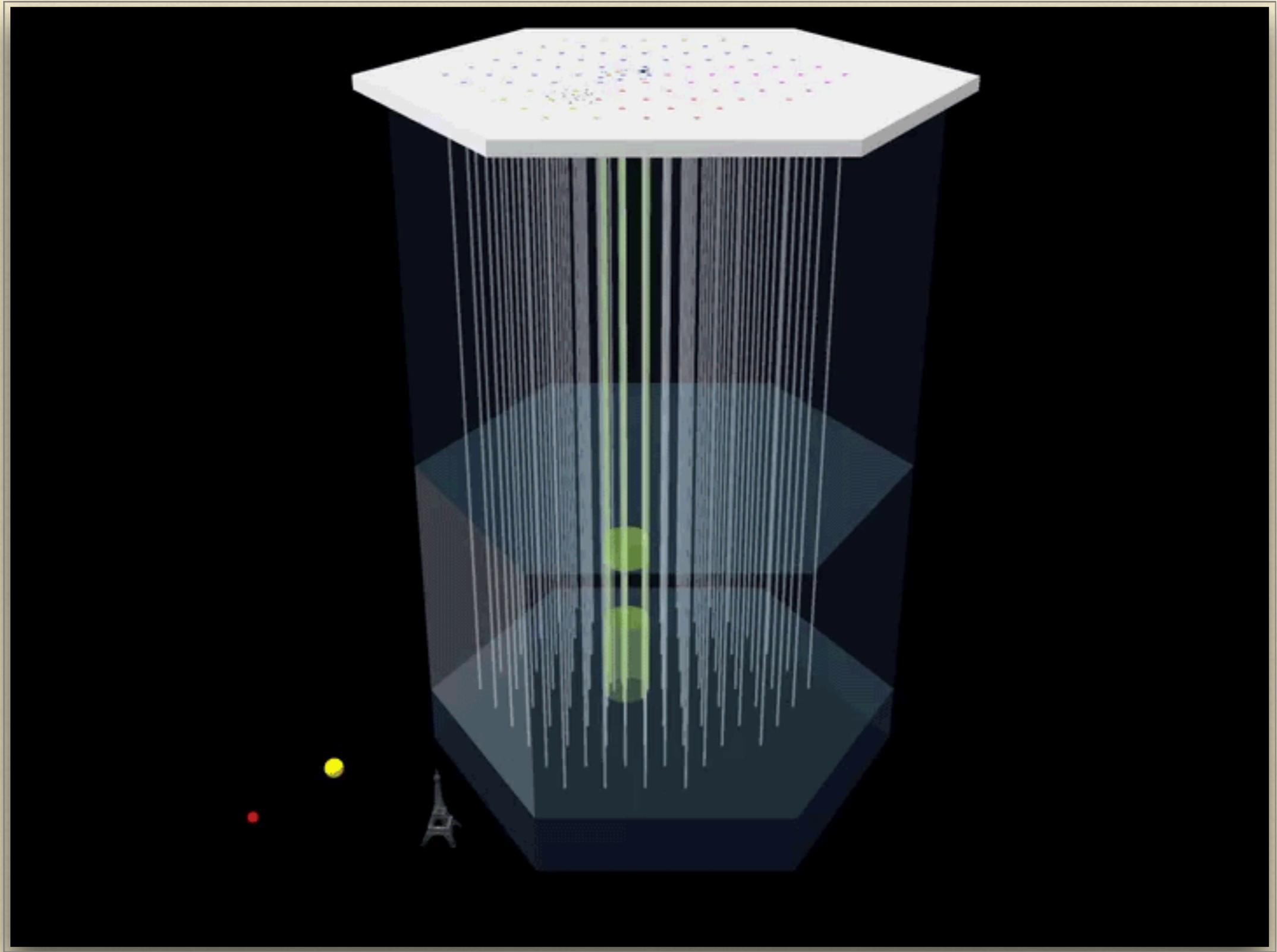
**Amundsen-Scott South Pole station**

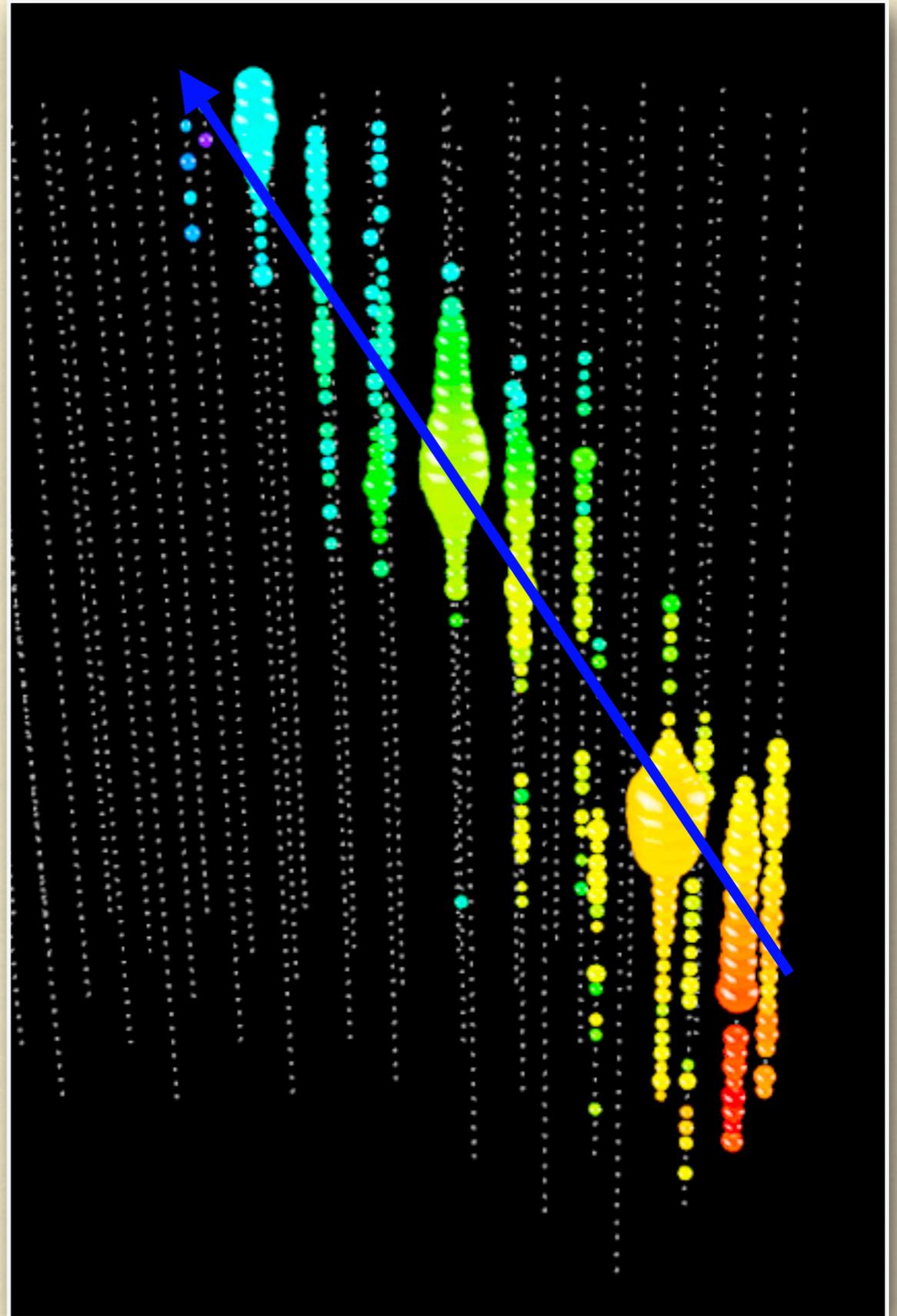
# Amundsen-Scott South Pole Station

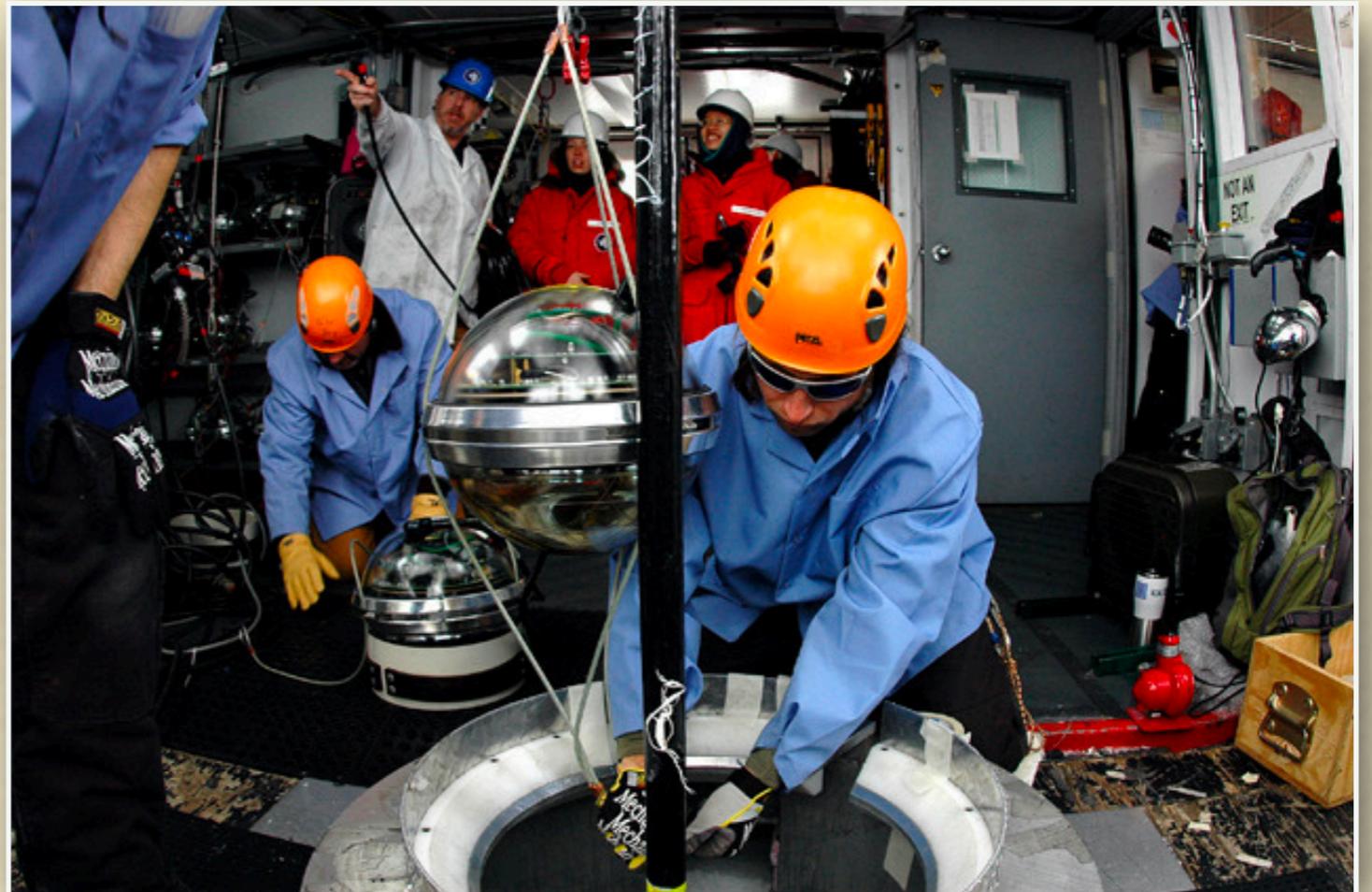
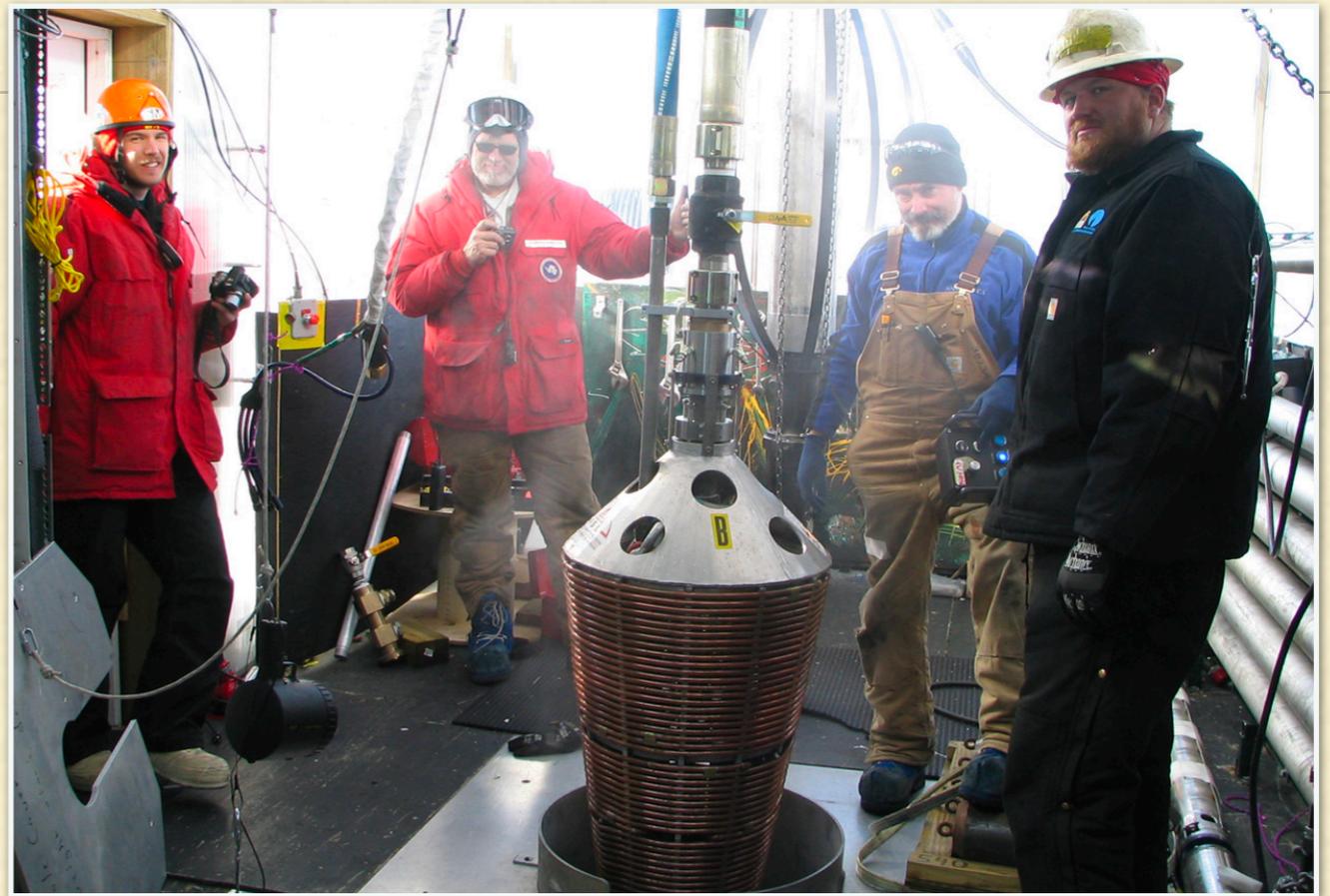
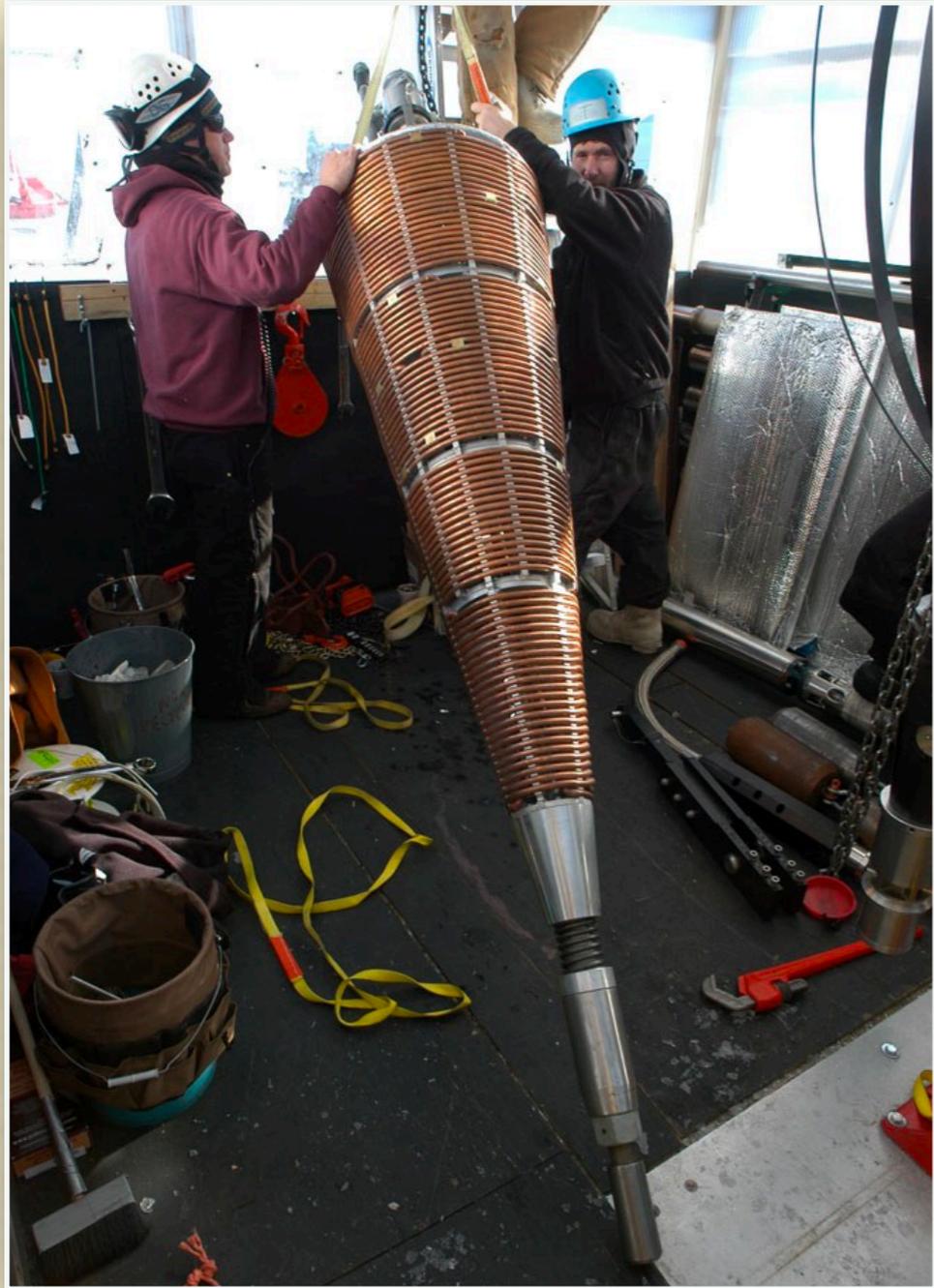


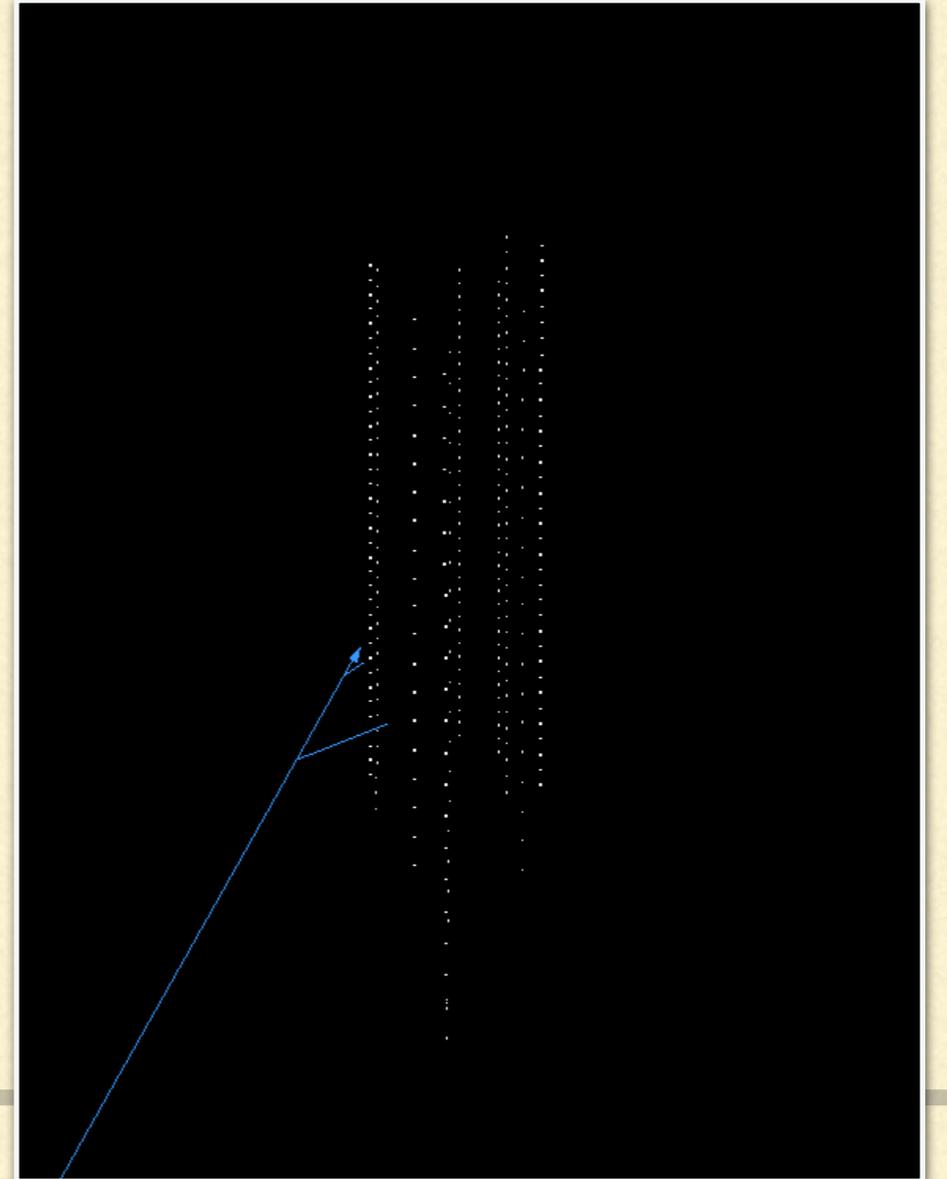
South Pole







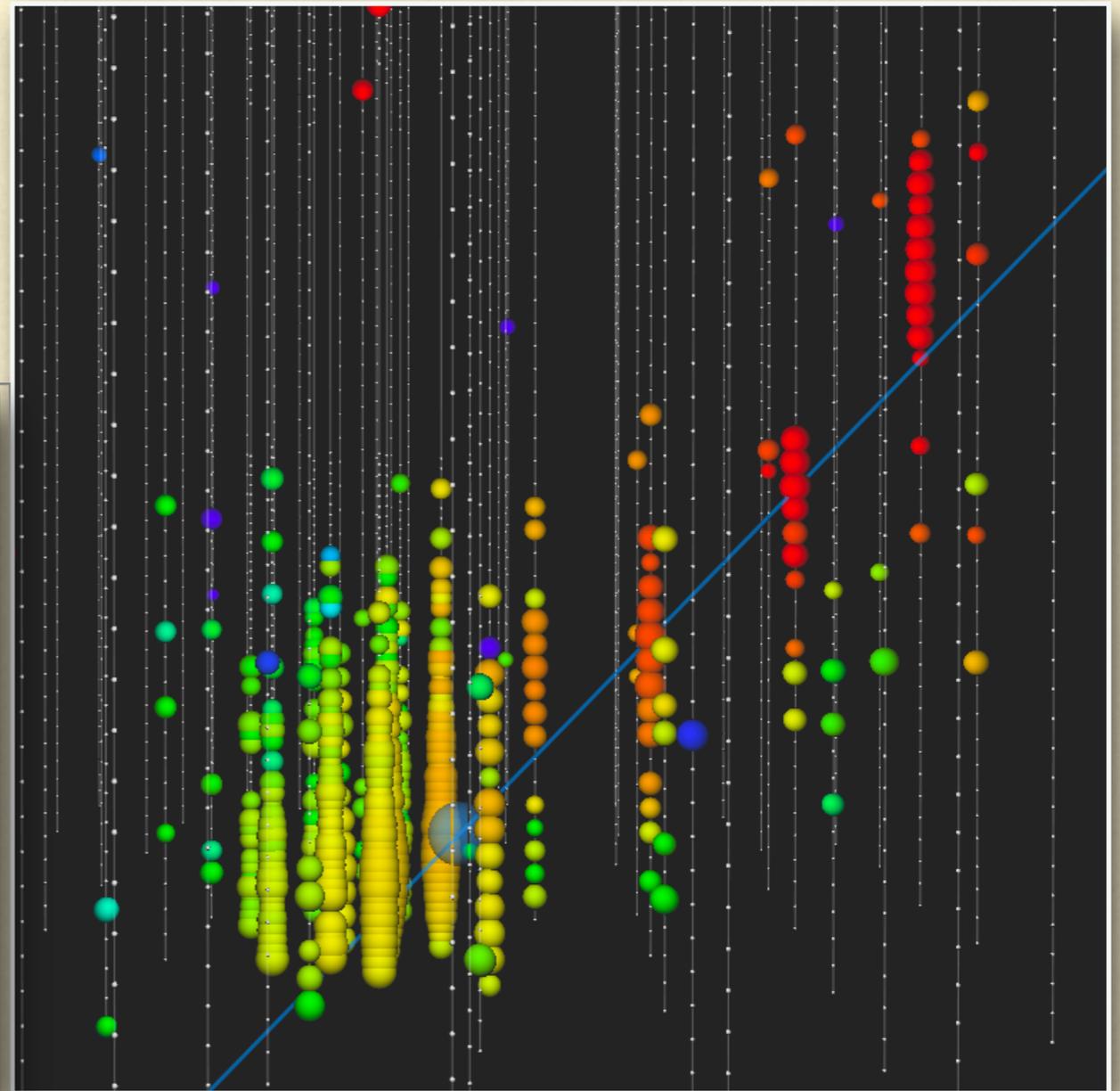
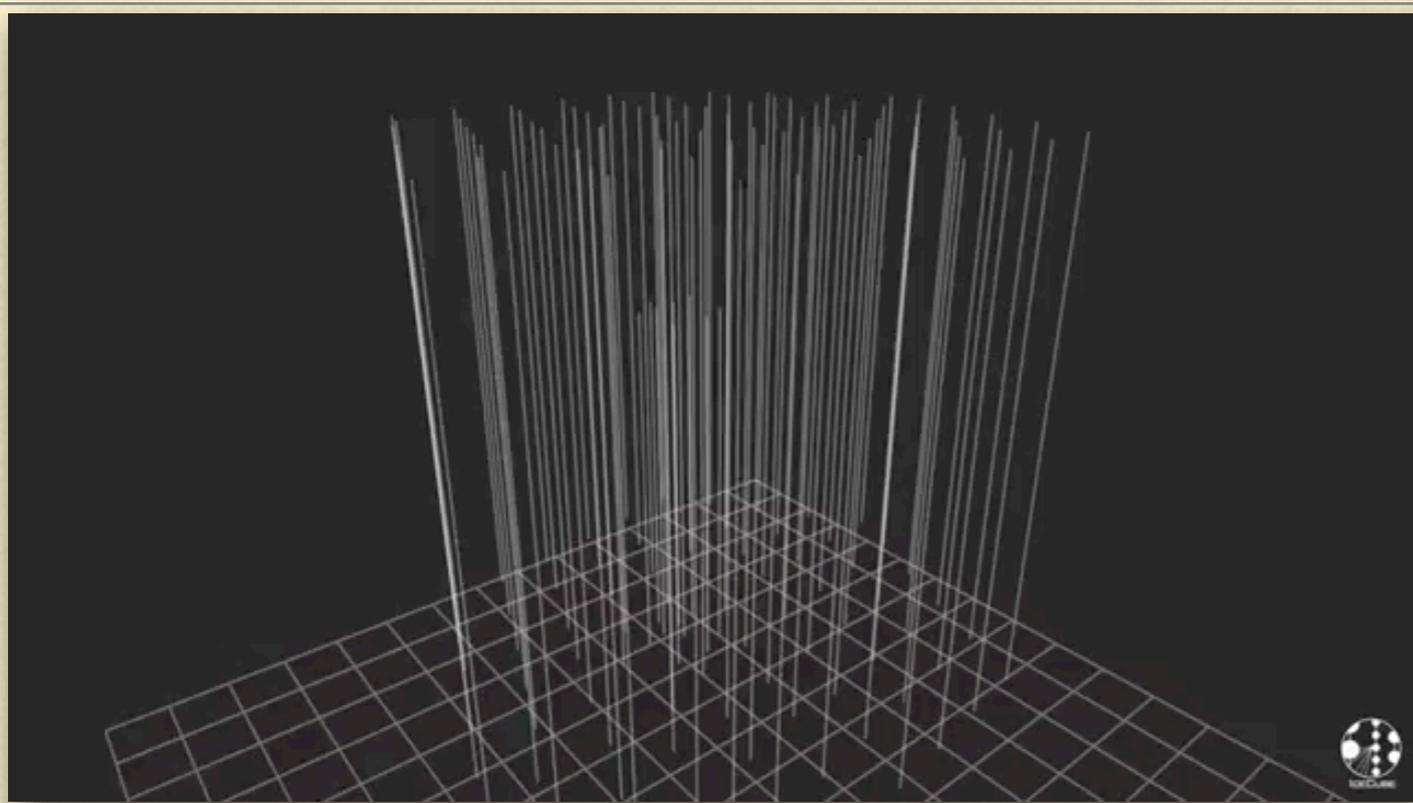




# Simulación de un evento

$$E_{\mu} = 1.2 \text{ TeV}$$

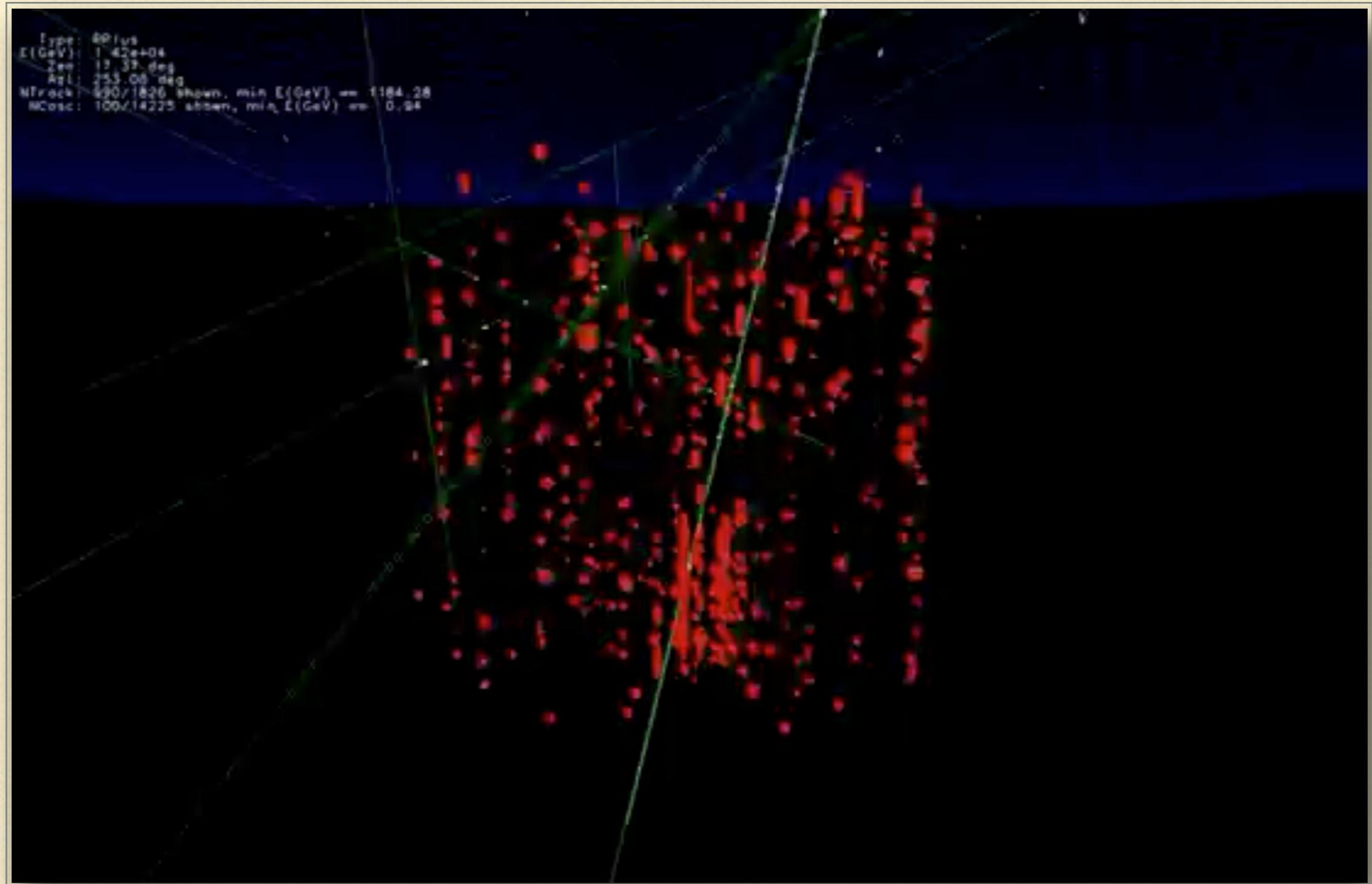
Evento real



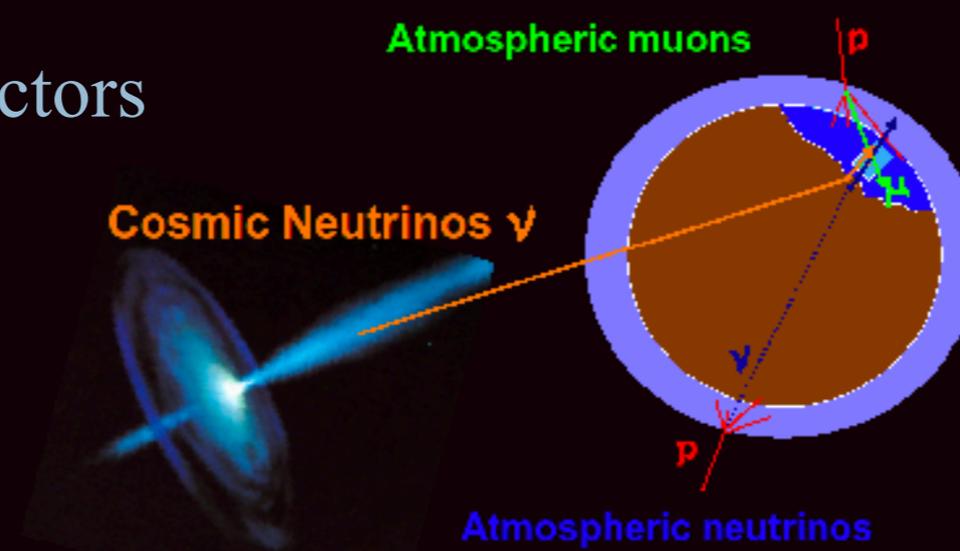
IceCube



# 10 ms de datos de IceCube



# Neutrino water detectors

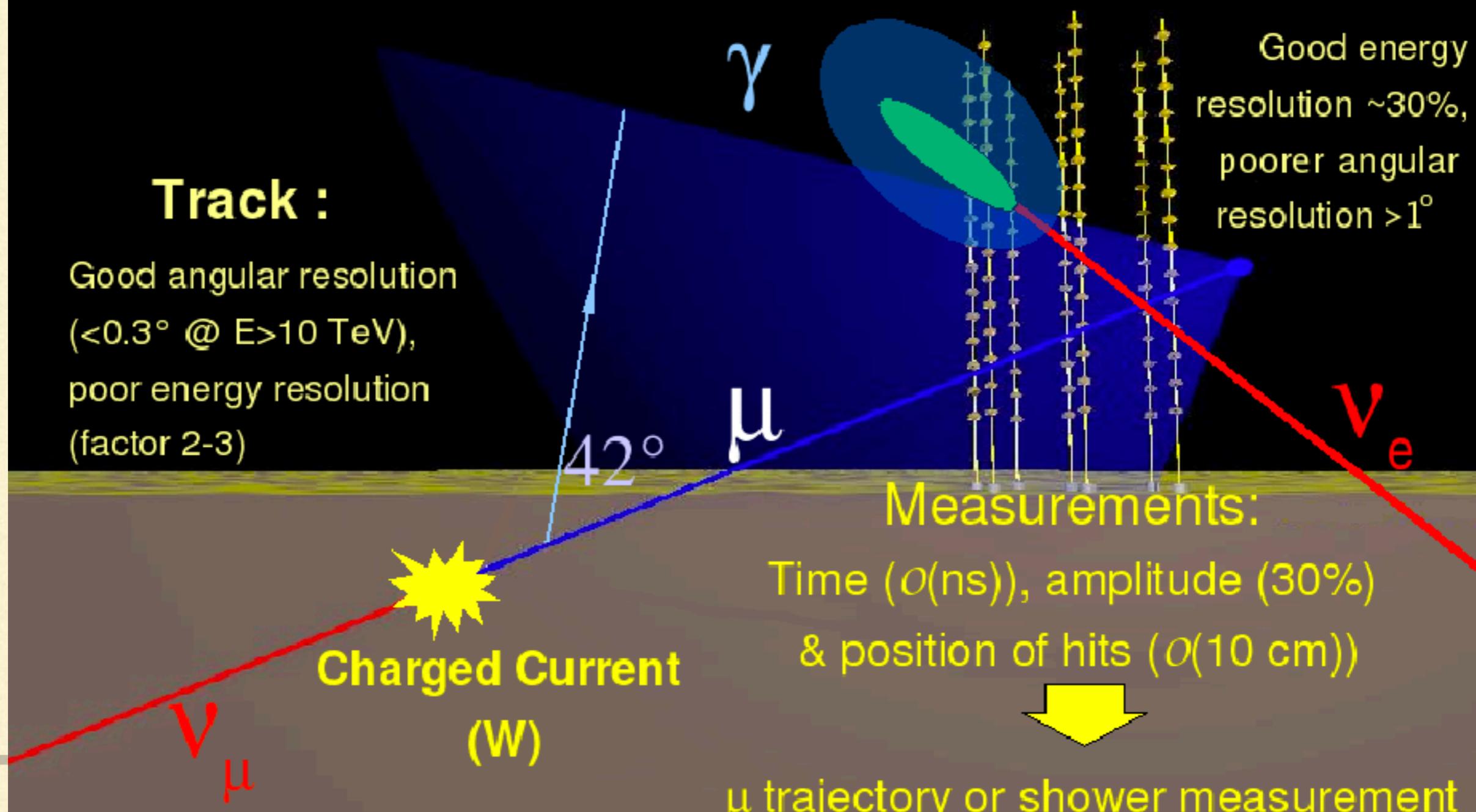


## Track :

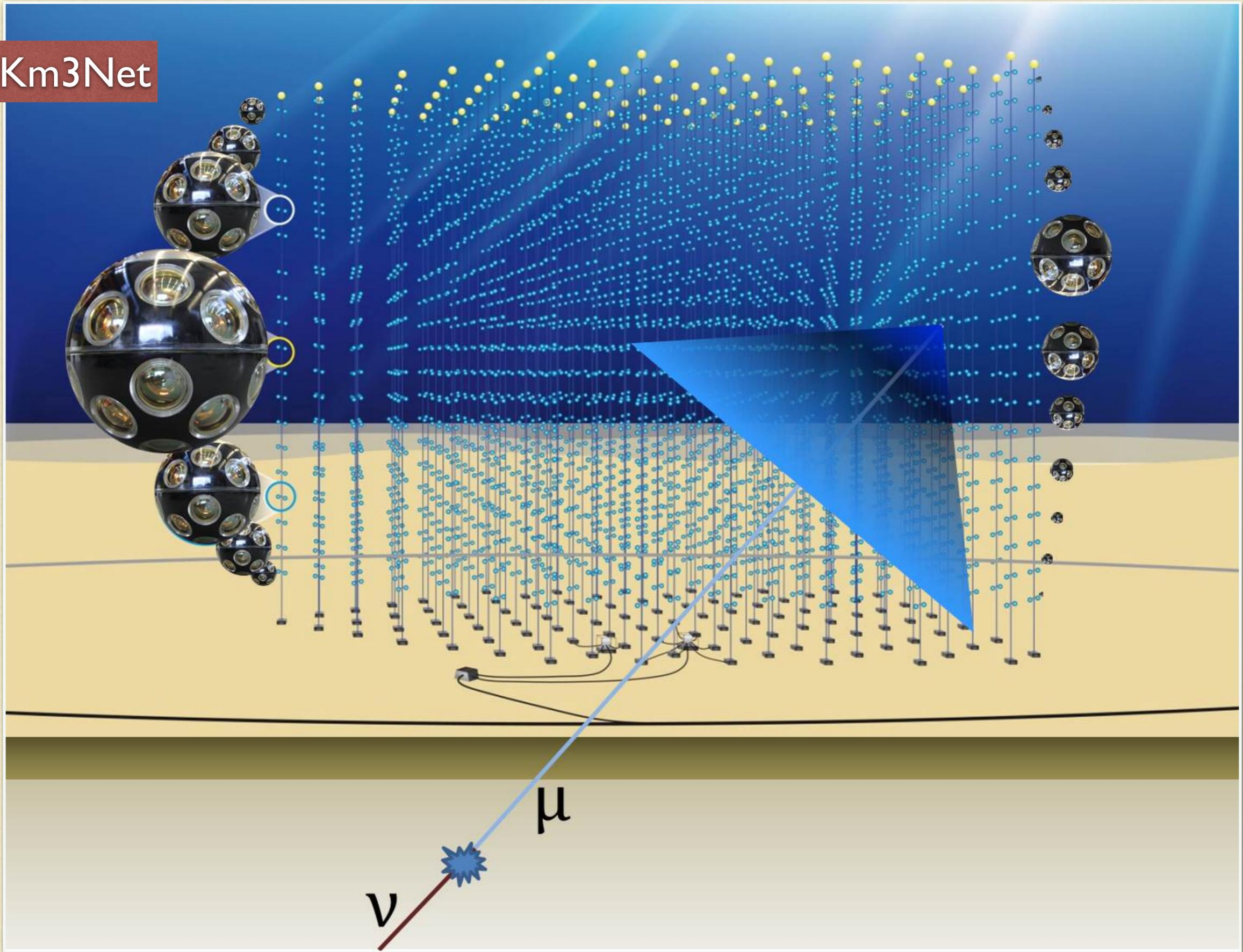
Good angular resolution  
( $<0.3^\circ$  @  $E > 10$  TeV),  
poor energy resolution  
(factor 2-3)

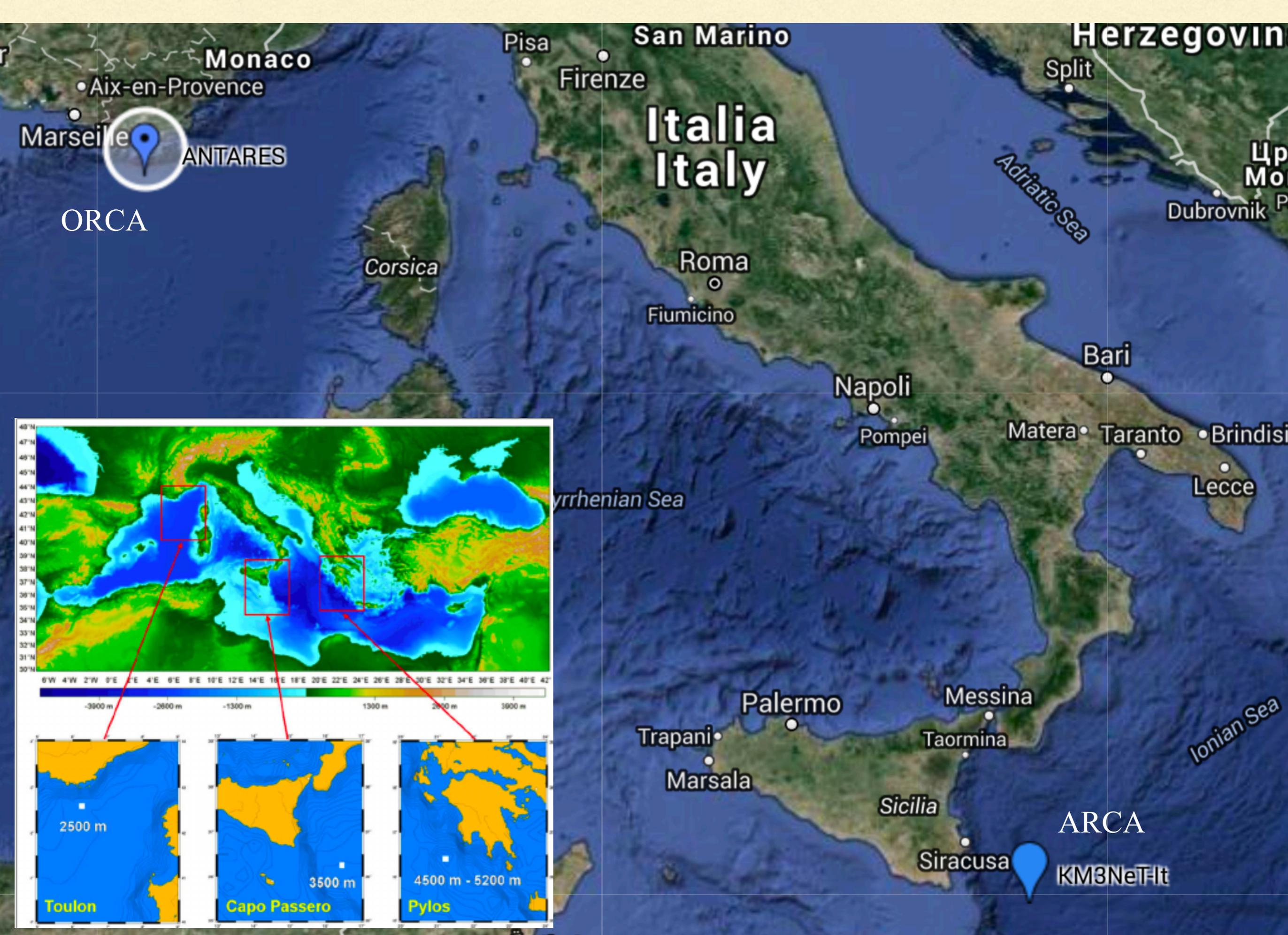
## Shower :

Good energy  
resolution  $\sim 30\%$ ,  
poorer angular  
resolution  $> 1^\circ$



# Km3Net





Monaco  
Aix-en-Provence

Marseille  
ANTARES

ORCA

Pisa  
San Marino  
Firenze

Italia  
Italy

Roma  
Fiumicino

Napoli

Pompei

Bari

Matera  
Taranto  
Brindisi

Lecce

Tyrrhenian Sea

Palermo

Messina

Trapani  
Marsala

Taormina

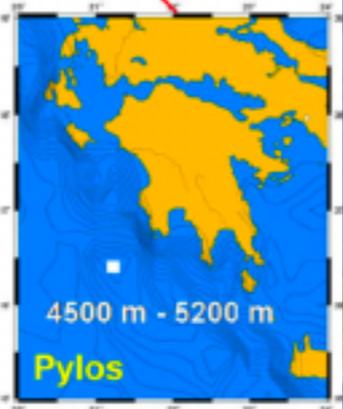
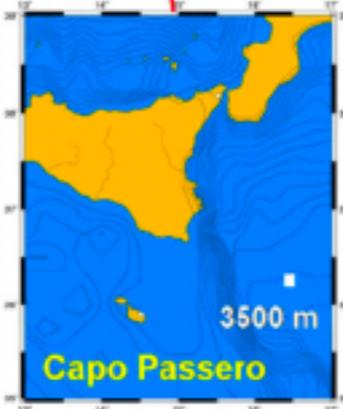
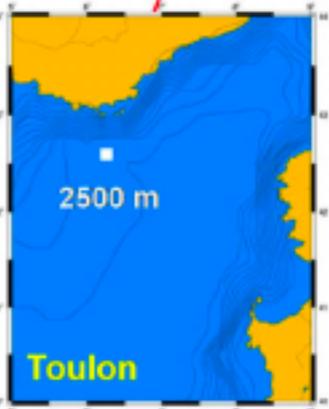
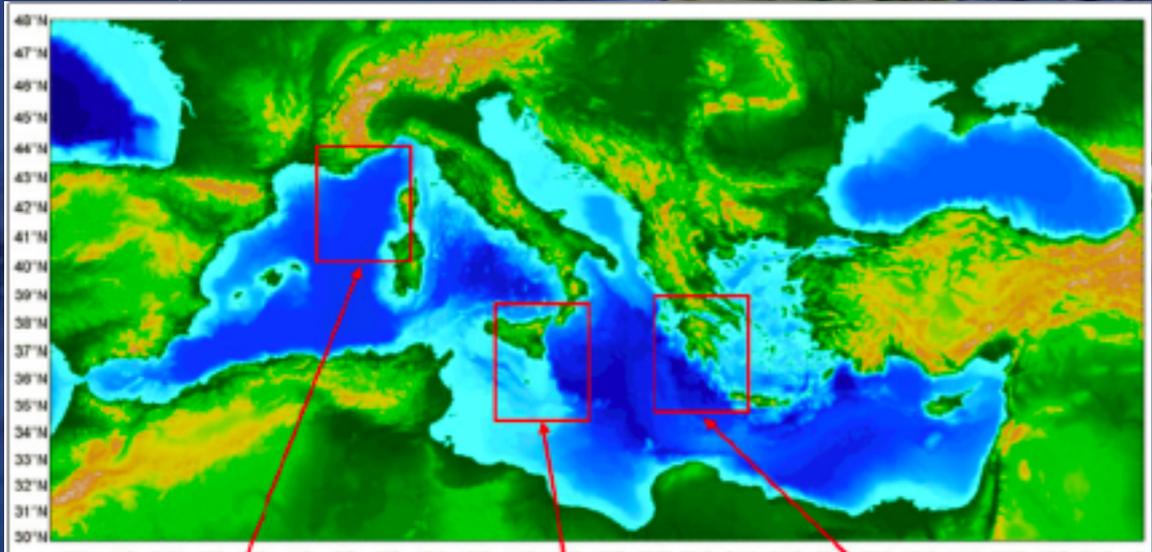
Sicilia

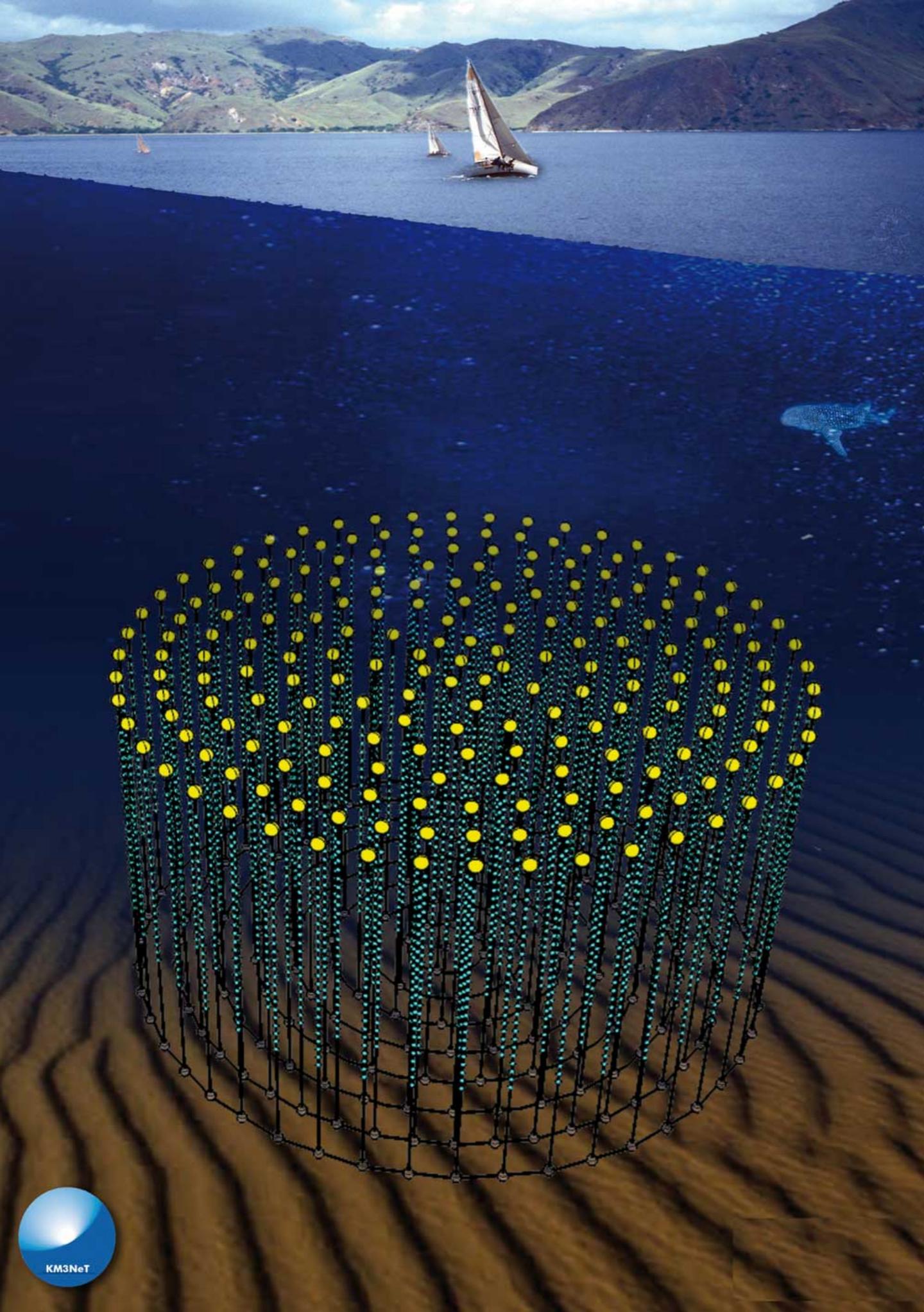
Siracusa

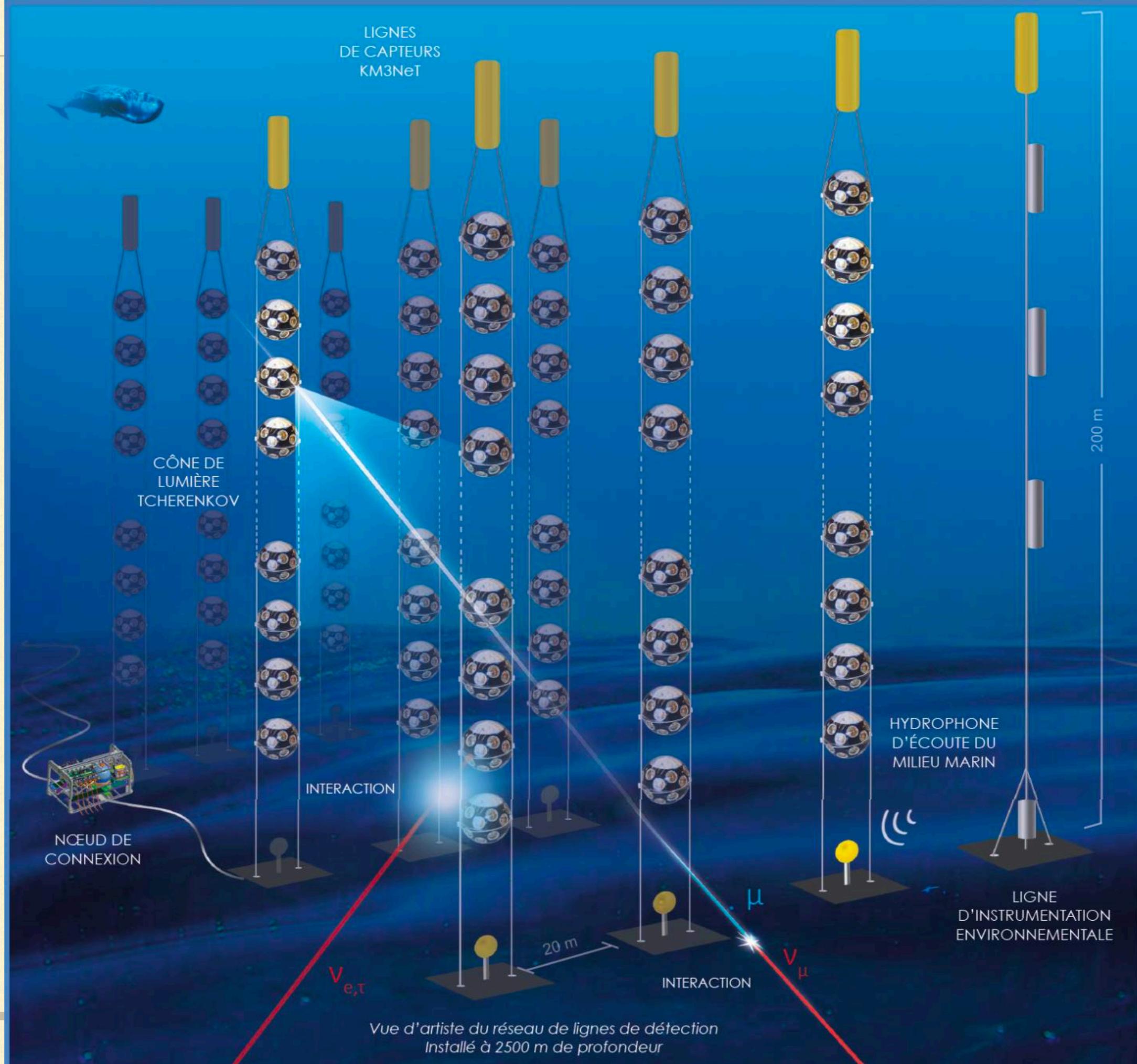
ARCA

KM3NeTIt

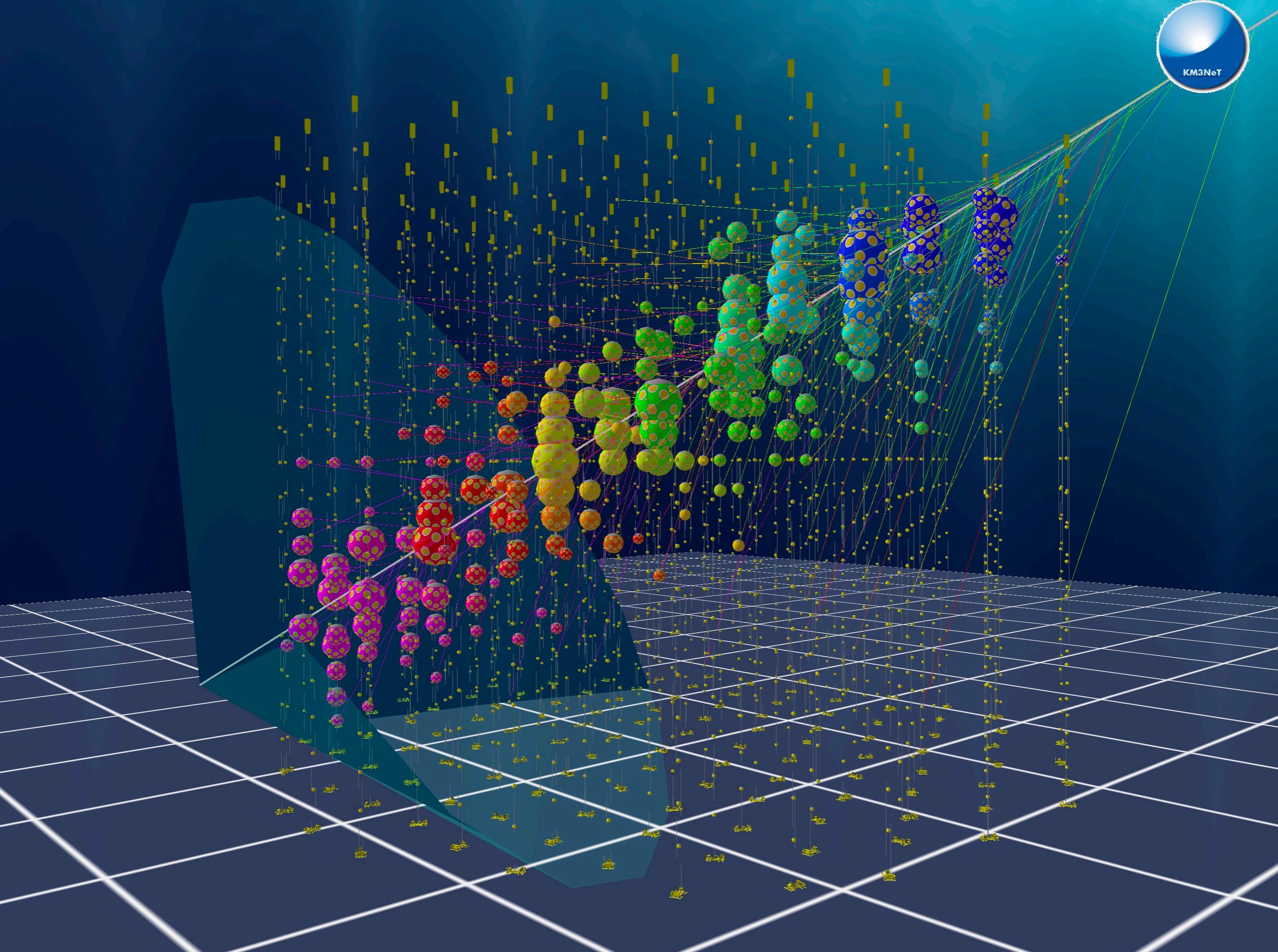
Ionian Sea







Vue d'artiste du réseau de lignes de détection  
Installé à 2500 m de profondeur



KM3NET completo contendrá del orden de 12000 esferas de vidrio resistentes a la presión unidas a unas 600 cuerdas. En la fase actual de construcción, el telescopio comprenderá 345 cadenas, 230 en el detector ARCA y 115 en el detector ORCA. Las cuerdas contienen 18 esferas sensores cada una, ancladas al fondo del mar y sostenidas por flotadores. Cada esfera, denominada "módulo óptico digital" (DOM), tiene aproximadamente 43 cm de diámetro, contiene 31 tubos fotomultiplicadores de 7,6 cm con componentes electrónicos de apoyo y está conectada a la costa a través de un red óptica. Juntos, el detector ARCA y ORCA contienen 6210 DOM.



# ANTARES (pathfinder)

