

Detección de Radiación Gamma y Rayos Cósmicos de muy alta energía (>100 GeV)

Detection of Gamma Radiation and Cosmic Rays at Very High Energy (>100 GeV)

DE LA FUENTE, Eduardo*, COTZOMI, Jorge, PÉREZ-PÉREZ, Eucario G., AMBROCIO-CRUZ, Silvia Patricia, GARCÍA-LUNA, José L.

IAM-Departamento de Física, CUCEI, and Information Technologies Ph. D, CUCEA, Universidad de Guadalajara

Facultad de Ciencias Físico Matemáticas, Benemérita Universidad Autónoma de Puebla;

Universidad Politécnica de Pachuca

Escuela Superior de Tlahuelilpan, Universidad Autónoma del Estado de Hidalgo

Departamento de Física, CUCEI, Universidad de Guadalajara

ID 1^{er} Autor: *Eduardo, De La Fuente* / **ORC ID:** 0000-0001-9643-4134, **CVU CONACYT ID:** 36441

ID 1^{er} Coautor: *Jorge, Cotzomi* / **ORC ID:** 0000-0001-9768-1858, **CVU CONACYT ID:** 94883

ID 2^{do} Coautor: *Eucario, Pérez-Pérez* / **ORC ID:** 0000-0001-5998-4938, **CVU CONACYT ID:** 38501

ID 3^{er} Coautor: *Silvia Patricia, Ambrocio-Cruz* / **ORC ID:** 0000-0001-8452-487X, **CVU CONACYT ID:** 253863

ID 4^{to} Coautor: *José, García-Luna* / **ORC ID:** 0000-0002-4901-7773, **CVU CONACYT ID:** 21700

E. De la Fuente, J. Cotzomi, E. Pérez, S. Ambrocio y J.García.

*edfuente@astro.iam.udg.mx

F. Trejo, (Dr.). Ciencias Biológicas y de la Salud, Proceedings-©ECORFAN-México, Pachuca, 2018.

Abstract

In this book chapter, we show a brief overview about Astroparticles and their link with the High Energy Physics. The detection of these Astroparticles, specially at high energies (>100 GeV), requires special techniques and instruments (telescopes or observatories). We focus on Gamma Rays and Cosmic rays as well as on instruments that use water to perform the observation and studies. In addition to this, we show an example of how the Information Technologies (e. g., modeling, and simulations) can be used on this topic to perform maps and produce high impact results. In the latter case is illustrated the fact of summarizing how an unprecedented map of the sky on cosmic rays at 10 TeV was produced, combining data from the Water Cherenkov Detectors (WCDs) HAWC and ICECUBE covering by first time both celestial hemispheres; North and South. Details of these maps are shown in detail on Díaz-Vélez (2018; [1]), and [2]. Herein, we show how the maps were obtained by [1] showing preliminary results. The final results will be presented in [2].

Astropartículas, Detector, Rayos Gamma,

1 Introducción

La Física de Altas Energías (FAE) es la física de partículas que cubre un rango desde millones a trillones de electrones-voltios (eVs): MeVs (Mega eVs = 10^6 eVs), GeVs (Giga eVs = 10^9 eVs), TeVs (Tera eVs = 10^{12} eVs), PeVs (Peta eVs = 10^{15} eVs), y EeVs (Exa eVs = 10^{18} eVs). Para contar con cierta referencia, la luz visible tiene una energía de 2 a 3 eVs. Para el estudio de la FAE se puede dividir en 3 áreas principales: 1.- *Astropartículas*, 2.- *Física de aceleradores*, y 3.- *Física nuclear*. Las Astropartículas, están fuertemente vinculadas y relacionadas entre ellas a través de decaimientos de partículas como los piones (véase sección 2.3) por mencionar: a).- *los rayos cósmicos*, b).- *los rayos gamma*, y c).- *Los neutrinos*. De esta segunda subdivisión, los *rayos cósmicos* son protones o núcleos de Hierro (principalmente) altamente energéticos que se mueven a velocidades relativistas, es decir, cercanas a la velocidad de la luz en el vacío (c de aquí en adelante y equivale a 300,000 km / s); los rayos gamma son la luz de mayor energía que existe en el espectro electromagnético, están asociados a un universo violento, energético-extremo; y *los neutrinos* son partículas subatómicas tipo electrón (fermiones) que no tienen carga y son muy difíciles de detectar.

Relacionado a las *Astropartículas* existen todavía varias preguntas importantes aun sin contestar, entre ellas su *origen* (¿de dónde provienen?), su *identidad* (¿qué son?), su *mecanismo de aceleración* (¿de dónde obtienen su energía?), y su *propagación en el cosmos* (¿qué ocurre en su camino?). Son sobre estas preguntas que actualmente investigadores de todo el mundo están trabajando apoyados de centros de investigación y observatorios, desarrollando teorías para determinar espectro de energía, composición y dirección de llegada y sobre todo su mecanismo de aceleración.

La física de aceleradores se genera en los experimentos científicos de aceleradores de partículas artificiales, es decir; desarrollados por el hombre, tal es el caso del Gran Colisionador de Hadrones (LHC por sus siglas en inglés). Una de las ventajas de estos aceleradores es que los investigadores pueden realizar pruebas controladas, como programarlas en tiempo y ajustar otros parámetros; como el tipo de partículas a colisionar. Dentro de las desventajas, se puede mencionar que solo llegan a energías limitadas a algunos TeVs. He aquí una importancia de estudiar las Astropartículas, los objetos astronómicos de donde provienen, y que están asociados a agujeros negros y eventos explosivos como la muerte de estrellas masivas (supernovas), se pueden considerar aceleradores naturales de partículas llegando a energías que van de TeVs hasta EeVs. La diferencia y la sinergia entre estas áreas esta en la energía. Cabe mencionar que a grosso modo, llamamos “muy alta energía” (VHE por si siglas en inglés) a energías mayores a 100 GeV aproximadamente, donde en rayos gamma hablamos de GeV/TeV, mientras que los rayos cósmicos llegan a EeVs y los neutrinos a PeVs.

Las Astropartículas, junto con el reciente descubrimiento de las ondas gravitacionales, forman la llamada *astronomía de multi-mensajeros*, la cual se proyecta como una de las áreas de la astronomía moderna más impactante en el siglo XXI. Una de las razones principales de lo anterior, es que solo el desarrollo tecnológico del siglo XXI ha llevado y llevará a la construcción de los instrumentos necesarios para acotar los modelos físicos y matemáticos para sí poder entender de una manera sin precedentes, la física involucrada.

Otro aspecto notable es que esta nueva astronomía está evolucionando muy rápidamente, por ejemplo; debido a las aportaciones de otros instrumentos como telescopios tradicionales y radiotelescopios a los últimos trabajos de astronomía de *multi-mensajeros*, ahora se incluye como “mensajeros” a otras longitudes de onda como el Radio, los Rayos X, el óptico, etc. Si bien esto es cierto, podemos concluir que son los rayos gamma los que vinculan esta astronomía “multi-longitud de onda” con los Rayos cósmicos y neutrinos, ya que ellos además, son “rastreadores” de aceleradores naturales de partículas; la joven astrofísica de rayos gamma nacida a finales de la década de los 1980’s, está por madurar.

Las Astropartículas, en particular el de los rayos cósmicos y los rayos gamma, estos NO pueden ser detectados de manera directa, debido a que son absorbidos por la atmósfera terrestre. Es por esta razón que deben usarse y desarrollarse técnicas, instrumentos, y estrategias para detectar estas partículas, especialmente las de más altas energías (TeV, PeV), para esto requieren áreas de detección gigantes de al menos decenas de miles de metros cuadrados: a mayor energía, es necesario mayor área de detección. Es decir, si bien una opción es usar satélites como NASA-Fermi [3], debido a su *pequeña* área de detección (80 m²), este es útil únicamente para detectar a energías de MeV hasta GeV.

Construir satélites de mayor área efectiva es muy complicado por la limitante tecnológica y económica; pero la superficie de la tierra sí permite conseguir estas áreas, entonces, ¿cómo detectar a altas energías si la atmósfera terrestre es un impedimento?. La solución más común consiste de 4 *componentes* principales: 1.- considerar a la atmósfera terrestre como un aliada y un **detector superior**, 2.- construir a nivel de suelo y con la área efectiva deseada, un instrumento *ad-hoc* y considerarlo como un **detector inferior**, 3.- aplicar una **técnica** que permita vincular ambos detectores, por ejemplo, la radiación Vavilov-Cherenkov en aire (Imaging Air Cherenkov Telescopes: IACT's) o en *agua* (Water Cherenkov Detectors: WCD's de aquí en adelante), y como a diferencia de otras áreas de la astronomía no tenemos “espejos secundarios”, para poder entender y diseñar los detectores, así como para poder analizar los datos, se deben aplicar las 4.- **tecnologías de la información (TIs)**, por ejemplo: el modelado y la simulación.

En este capítulo describimos y clarificamos estas 4 *componentes*, haciendo énfasis en cómo se usa el agua, como herramienta dentro de la técnica, para la detección de rayos Gamma y rayos cósmicos en un rango determinado de energía, ejemplificándolo con el funcionamiento y algunos resultados de dos de los observatorios más importantes y poderosos del momento; HAWC (acrónimo de *High Altitude Water Cherenkov*), instalado en México, y ICECUBE, instalado en el polo sur.

2 Las 4 componentes de detección.

2.1 El Detector Superior (Atmósfera Terrestre): Cuando un rayo Gamma o Cósmico galáctico o extragaláctico impacta la atmósfera terrestre, son absorbidos por ella debido a su opacidad y por lo tanto NO alcanzan la superficie de la tierra. Esta es la razón de porque la luz de muy alta energía no se puede detectar directamente a nivel de suelo, caso contrario cuando se trata de luz en el rango de las ondas de radio, visible, y cercano infrarrojo. Sin embargo, a cambio de esta absorción, que en realidad es la interacción del rayo gamma y/o cósmico con alguna molécula atmosférica, se genera una serie de partículas atómicas y subatómicas provenientes de la interacción de esta molécula y la partícula externa, estas partículas generadas contienen cargas y algunas pueden ser neutras, que posteriormente pueden decaer en otro tipo de partículas, todas propagándose a través de la atmósfera terrestre hasta llegar al suelo.

Esta cascada de partículas recibe el nombre de *cascada atmosférica de partículas* (EAS de aquí en adelante por sus siglas en inglés; Extensive Air Shower). El proceso anterior se ilustra en la Figura 2.1. Así pues, si podemos *detectar* estas partículas de la cascada, podemos obtener información de la estructura de la EAS usando simulaciones de tipo Montecarlo (tecnologías de la información), y de aquí, determinar la energía y dirección de arribo del rayo gamma o el rayo cósmico incidente en la atmósfera. Si instalamos nuestro detector en coordenadas geo-referenciadas, podemos determinar la dirección del objeto astronómico fuente de la astropartícula, y con ayuda de la llamada distribución espectral de energía (SED por sus siglas en inglés), podemos acotar con las observaciones, los distintos modelos que existen para explicar el proceso físico con el fin de determinar cuál es el más acertado. La SED es un gráfico de la intensidad de la energía de luz (eje Y), como función de la frecuencia o longitud de onda (eje X); equivalente al espectro electromagnético de la luz para un objeto astronómico determinado.

La forma de una EAS depende mucho de si proviene de un rayo cósmico o de un rayo gamma. En el caso del rayo gamma (primario), cuando se da una interacción *coulombiana* con el núcleo atmosférico (principalmente oxígeno y nitrógeno), debido al proceso de *producción de pares*, el rayo decae inmediatamente (del orden de nanosegundos) en un par de partículas; el electrón (leptón), y su antipartícula, el electrón con carga positiva llamado positrón. Cuando estas partículas interactúan con un núcleo cargado en la atmósfera terrestre, producen a través de un proceso físico llamado *Bremmstrahlung* o *radiación de frenado*, otro rayo gamma de menor energía llamado *secundario*. Este inmediatamente vuelve a decaer en un par positrón-electrón, y estos a su vez por *Bremmstrahlung* producen otro fotón gamma terciario, que vuelve a decaer en otro par positrón-electrón y así sucesivamente hasta alcanzar el suelo.

En el caso que el primario sea un rayo cósmico, éste colisiona fuertemente con el núcleo atmosférico produciendo principalmente unas partículas llamadas piones (hadrones cargados positiva, negativa, y neutramente) y Kaones (hadrones cargados positiva y negativamente), que forman parte de los llamados mesones.

Los piones neutros, decaen en dos rayos gamma de muy baja energía (en un tiempo de quintillonesimo de segundos; 10^{-18} s) que inmediatamente decaen en un par positrón-electrón, llevándose a cabo el mismo proceso descrito en el párrafo anterior, esta componente de la EAS se le llama *componente electromagnética*.

Figura 6.1 Un objeto astronómico como la Nebulosa del Cangrejo (derecha) emite un rayo gamma o cósmico que es absorbido en la atmósfera terrestre al interactuar con un núcleo en ella, y a cambio, produce una cascada extendida de partículas atómicas y subatómicas como electrones y muones que se propagan por la atmósfera hasta alcanzar la superficie terrestre. Fuente: Adaptado de The Quanta Newsletter (Natalie Wolchober) [4] y de la imagen de la Nebulosa del Cangrejo de NASA / ESA (G. Dubner) [5]



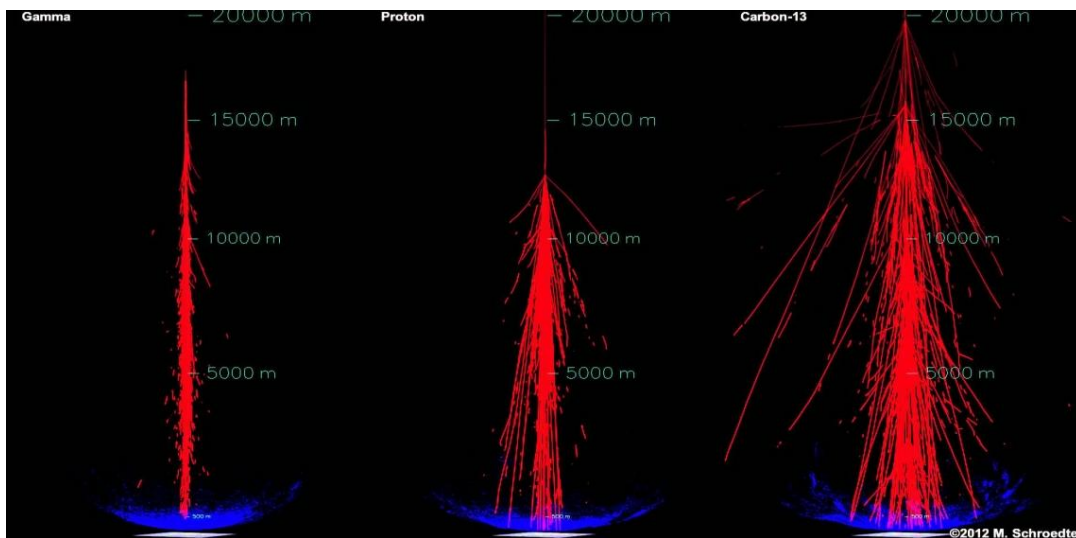
Por otro lado, en décimas de nanosegundos (10^{-8} s), los kaones decaen en piones principalmente, y los piones a su vez, con tiempos de vida igual de 10^{-8} s, decaerán en otras partículas llamadas muones (leptones cargados positiva y negativamente) que tienen vida media del orden de microsegundos y alcanzan la superficie de la tierra viajando a velocidades cercanas a c . En estas reacciones que involucran muones, también se producen neutrinos (electrónicos y muónicos) que son muy difíciles de detectar, y es un tema cuyo tratado se escapa a este capítulo. Esta componente de la EAS se llama *componente fuerte* (*hadrones, muones, y mesones*).

La estructura de una EAS y la propagación de las partículas secundarias a la superficie terrestre se ejemplifican en la Figura 6.2. Aquí se puede ver como la EAS de un rayo gamma (panel izquierdo) es menos intenso y más angosto que la proveniente de un rayo cósmico (protón y núcleo de carbono; paneles centro y derecha respectivamente).

También se puede ver que la incidencia del rayo C3smico o Gamma primario se da a una altura aproximada de 15 kil3metros sobre el nivel del mar. Tambi3n comparando los 3 paneles, se puede ver porqu3 es importante poner el detector inferior (ver secci3n 2.3) a gran altura; para poder captar part3culas de la EAS m3s energ3ticas, debido al tiempo m3s peque1o de la primera interacci3n.

A la superficie de la tierra llegan EAS generados por ambas astropart3culas y en todas direcciones, as3 que el estudio de los rayos gamma del universo se basan analizando la componente electromagn3tica (discrimin3ndola adecuadamente de la componente fuerte; que ser3a como un tipo de *ruido*), y el estudio los de rayos c3smicos se realizan analizando la componente fuerte (discriminando la componente electromagn3tica).

Figura 6.2 Simulaciones que muestran la estructura de una Cascada Atmosf3rica de Part3culas o EAS en ingl3s producidas por un rayo gamma (izquierda), rayo c3smico (prot3n; centro), y rayo c3smico (Carbono-13; derecha) incidente. Comp3rese con la Figura 2.1. Fuente: Martin Schroedeter; VERITAS and Harvard Smithsonian Center for Astrophysics (2012) [6]



De todo lo anterior concluimos que la atm3sfera terrestre se puede considerar como un detector de part3culas subsecuentes de un rayo gamma o rayo c3smico incidente en ella (a 15 km de altura), donde las part3culas dominantes que llegan a nivel de suelo viajando a velocidad c son electrones (proveniente del rayo gamma: mapa de rayos gamma), o muones (proveniente del rayo c3smico: mapa de rayos c3smicos).

2.2 La t3cnica y la herramienta (Efecto Vavilov-Cherenkov)

Cuando una part3cula viaja con una velocidad superior a la de la luz en un medio cualquiera, por ejemplo, agua o aire, y cuyas propiedades est3n descritas por el 3ndice de refracci3n del mismo, se puede producir un destello de luz de color azulosa-violeta entre los 300 y 400 nan3metros (nm) aproximadamente y centrada por ah3 de los 350 nm. Esta luz azulosa se llama luz Cherenkov por ser el producto del efecto Vavilov-Cherenkov descubierto por Pavel Cherenkov y su asesor de tesis doctoral Sergey I. Vavilov. Mientras que el descubrimiento fue experimental entre 1934 y 1937, la teor3a fue desarrollada en detalle a partir de las ecuaciones de Maxwell por Igor Tamm e Iya Frank en 1937, ganando junto con Cherenkov, el premio nobel de F3sica en 1958. Todos ellos pertenecieron al Lebedev Physical Research Institute en Mosc3.

En el agua la luz viaja a $3/4 c$, y en el aire a $299,700 \text{ km / s}$. De este modo, si el electr3n o muon de la EAS (secci3n 2.1), viajando a velocidad c atraviesa aire o agua (medio polarizable), puede producir luz Cherenkov. Tomando en cuenta esto, se puede construir un instrumento terrestre (ver secci3n 2.3) que detecte esta luz Cherenkov, permitiendo acumular y guardar toda la informaci3n del (los) detector(es) Cherenkov en un centro de electr3nica y computo especializado.

En este contexto se pueden construir telescopios IACTs u observatorios WCDs. La diferencia entre los telescopios y observatorios, es que los IACT's se pueden mover y apuntar al cielo en cualquier dirección permitida, y los WCDs se mantienen fijos en su lugar y solo observan la región del cielo que cruza a través de ellos. Los WCD ofrecen muy alta sensibilidad (capacidad de detectar), y los IACTs una mejor resolución (capacidad de resolver), por eso lo mejor es combinar ambos sistemas, telescopios y observatorios.

2.3 El Detector Inferior (El instrumento)

Son los IACTs o los WCDs, aunque también hay otros que usan otra técnica, la del plástico centellador, que no serán tratados en este capítulo (un ejemplo de ellos es el Observatorio Grapes-3 [7] y el Telescope Array Project [8]). Algunos ejemplos de IACTs son los telescopios MAGIC[9], VERITAS[10], HESS[11], y los ejemplos de WCD más importantes en la actualidad son AUGER (rayos cósmicos [12]), HAWC (rayos Gamma [13]), y ICECUBE (neutrinos [14]). En esta sección ejemplificaremos el detector inferior a través de HAWC, por estar instalado en las faldas del volcán Sierra Negra, Puebla, México a 4100 metros sobre el nivel del mar (msnm), y que ha permitido una estrecha colaboración de alto impacto y trascendencia internacional entre una treintena de instituciones de México, Estados Unidos, y Europa. De manera particular la colaboración dentro de la instrumentación, la Universidad de Guadalajara (U de G), la Universidad Politécnica de Pachuca (UPP), la Benemérita Universidad Autónoma de Puebla (BUAP) y la Universidad Autónoma del Estado de Hidalgo (UAEH).

HAWC consiste de 300 WCDs que cubren una superficie de 22,000 m² que observan 2/3 partes del cielo de manera continua. Cada WCD está compuesto de una estructura cilíndrica de 5 metros de alto por 7.3 metros de diámetro, que sostiene una bolsa especial en su interior con 180,000 litros de agua ultra-purificada, y 4 tubos fotomultiplicadores (PMTs de aquí en adelante por sus siglas en inglés) anclados en su base, los cuales son los sensores de la Luz Cherenkov. HAWC fue inaugurado con sus 300 WCDs en Marzo de 2015, funcionando en su totalidad, y se espera opere sin interrupción durante 10 años. Actualmente, iniciando en 2017, se está trabajando en la instalación de unos detectores de soporte denominados *outriggers* alrededor del instrumento principal, que al cubrir 4 veces el área de éste, convertirían a HAWC en un instrumento 4 veces más poderoso. Los resultados y detalles de HAWC están compilados en [15] y [16].

Las partículas cargadas de la EAS cruzan los detectores con agua, generando un fogonazo de luz Cherenkov en el interior que es sentido por los PMTs. Luego, a través de una red de cables, la información recopilada por los PMTs se trasladan al centro de operaciones que contiene la electrónica y equipo especializado para almacenar los datos que posteriormente serán procesados y analizados.

2.3.1. El agua en los detectores de HAWC

La luz Cherenkov viaja formando un cono de 41° relacionado con el índice de refracción del agua, lo que permite que casi todas las partículas de la EAS que entran en el tanque sean registradas por uno de los cuatro PMTs ubicados en un área sensitiva de 177 m² en el fondo del detector. Típicamente llegan a entrar $\sim 10^9$ partículas a cada WCD que generarán luz Cherenkov, por lo que la resolución de un WCD dependerá de la calidad del agua cuantificado en términos del coeficiente de absorción o de la longitud de transmisión. Un valor de longitud de transmisión alto o un coeficiente de absorción bajo, permite que los fotones Cherenkov generados en el WCD alcancen a registrarse en los PMTs.

En HAWC se exigió una longitud de transmisión por arriba del 90 % en la calidad del agua. Para ello, se superaron diferentes obstáculos, desde el reto del abastecimiento de 55500 m³ de agua para los 300 WCDs en un lapso de tiempo de aproximadamente 36 meses, hasta el de obtener la calidad del agua exigida. La fuente natural de abastecimiento de agua era el Citlaltépetl, teniendo corrientes subterráneas y superficiales, sin embargo, dada la ubicación montañosa y las precipitaciones en la región (100 cm / año, con una marcada dependencia estacional), se optó por adquirir el agua a nivel local, desde los pozos profundos de riego de Esperanza, una ciudad al lado de la Autopista Puebla-Orizaba y a 25 km del sitio HAWC (diferencia de altura de 1800 m). Simultáneamente, se llevó una segunda opción de adquisición de agua que consistió en una boquilla natural de agua yendo hacia abajo del Citlaltépetl, que fue identificado a unos 7 kilómetros al Oeste-Noroeste del sitio de HAWC, el cual fue particularmente eficaz durante la temporada de lluvia (mayo-octubre), mientras que el pozo suministraría agua de forma más continua en toda la época del año.

Los primeros resultados de la calidad del agua del pozo profundo en Esperanza fueron que poseía una dureza de entre 9-10 granos (*grains*). Los requerimientos establecidos para el proyecto eran que la dureza del agua no debería sobrepasar 1 o máximo 2 granos. Esto era para que, con un filtrado adecuado, se alcance la meta de obtener una longitud de transmisión mayor a 9 m en el rango ultravioleta de la luz (teniendo en cuenta que la altura de un WCD es de 4.5m). Por lo anterior, era necesario suavizar el agua que provenía de los pozos profundos de Esperanza, y si se requería evitar la degradación biológica del agua y aumentar su longitud de transmisión en el ultravioleta, se requería un tratamiento al agua.

La solución a esto fue instalar una planta de suavizado en un lugar cercano al pozo de abastecimiento en Esperanza y colocar una planta de filtrado en el sitio de HAWC. La planta de suavizado se configuró con un filtro inicial de 5 micras (prefiltrado), con el fin de eliminar basura que pudiera traer el agua. De ahí se pasa por una planta de intercambio iónico, que elimina los iones del agua y la suaviza. Este sistema requiere de 150 kg de sal por cada 450 toneladas de agua suavizada con las características del agua usada, descritas con anterioridad. Finalmente, el agua suavizada se coloca en dos contenedores de 38 mil litros cada uno, que permite una reserva de 5 cargas de agua de 15 toneladas cada una, para ser transportada.

El traslado al sitio se hizo a través de pipas de agua de 15 toneladas, que hacían un recorrido de 25 km, y subir de 2300 msnm a una altura de 4100 msnm en 2 horas. Esta agua se recibía en un sistema de 5 contenedores de 180 toneladas cada uno, para su posterior filtrado. El agua era pasada por un sistema de prefiltros de 10 micras en paralelo, para después ser pasados por una Lámpara Ultravioleta, con el fin de eliminar cualquier bacteria, el tratamiento continúa pasando por un sistema paralelo de filtros de carbón activado y finalmente a través de un sistema doble en serie de filtros de 1 micra.

El agua ultrapurificada es almacenada en dos contenedores de 180 toneladas cada uno y de ahí es bombeada mediante tubería a cada uno de los detectores del observatorio. Los sistemas de filtros de 10 micras y de 1 micra respectivamente, se debían cambiar después de cada 2700 toneladas de agua filtrada, mientras que la carga del filtro de carbón activado, se debía cambiar cada 22 500 toneladas de agua. Aproximadamente el 20% del agua utilizada en los 300 WCD, se colectó de los nacimientos naturales de las faldas del Citlaltépetl, a una altura de 4200 msnm.

2.4 Tecnologías de la información (Simulación y Modelado)

Mientras que la simulación puede verse como *imitar* el comportamiento de una situación o proceso por medio de un aparato adecuado, modelar sería *simplificar o idealizar* la descripción o concepto de un sistema, situación o proceso en particular, en base de un entendimiento teórico o empírico, o usando predicciones y cálculos, es decir, una *representación* conceptual o mental de algo. Con la simulación se busca que los problemas grandes y complejos puedan separarse en subproblemas más pequeños y simples pero interdependientes, es decir, hacer en una computadora lo que la naturaleza nos muestra es, todo a través de una convolución numérica de muchas partes. Si todos los subprocesos se conocen en todos los detalles, la simulación produce un resultado correcto, como en la realidad eso no puede ocurrir, debemos tener modelos de realidad, es decir, simplificaciones, suposiciones, y aproximaciones debido a que no podemos tener la simulación con parámetros completos.

Lo anterior conlleva a confundir muchas veces entre simulación y modelación en las TIs, porque la *complejidad de un problema se puede ver reflejado en la complejidad de las simulaciones*. Por eso es muy importante considerar cuando un modelo es suficientemente bueno para un propósito específico, y cuando las simplificaciones empiezan a afectar los resultados.

En el caso de análisis de las EAS, es un proceso largo y complejo, existen varios subprocesos interdependientes que si bien se conocen de manera individual, es muy difícil hacer la combinación de todos, sobre todo porque puede haber correlaciones entre observables y dependencias, así como fluctuaciones estadísticas. Para resolver el problema, se pueden usar métodos (erg. el método de Montecarlo) en simulaciones para conocer el desarrollo de la EAS, la respuesta del detector, los procedimientos de mediciones y la reconstrucción de datos.

En el contexto de este capítulo, las TIs son muy importantes porque con las simulaciones se pueden hacer dos cosas principales: 1.- determinar la estructura de la EAS para determinar si viene de un rayo cósmico o un rayo gamma (primario, ver Figura 6.2), y de ahí poder determinar la energía así como la dirección de arribo, y 2.- diseñar, entender y definir la forma/estructura adecuada que debe tener el detector inferior, para estar sintonizado con la distribución y formas de las EAS y poder captar las partículas secundarias de manera adecuada.

En este capítulo vamos a omitir sobre las simulaciones para construir el detector inferior, pero sí diremos que el software que más se utiliza en el área se llama GEANT4 [17], y nos enfocaremos a ejemplificar en la siguiente sección, cómo se obtienen los mapas a partir de datos de los detectores inferiores previamente procesados, una vez aplicando las TIs para obtener la información y entendiendo la diferencia entre simular y modelar.

3 La obtención de un mapa inédito del cielo visto en rayos cósmicos

3.1 Introducción

En esta sección vamos a mostrar ejemplos de cómo se puede hacer ciencia de punta usando WCD's, combinando datos de los observatorios IceCube y HAWC para generar un mapa inédito del cielo visto en rayos cósmicos a energías medias de 10 TeV que es presentado a detalle en [1] y [2]. Por primera vez se combinan datos de ambos detectores y se obtiene un mapa que cubre los dos hemisferios: el norte y el sur. Los resultados son los mapas del cielo, y la metodología involucraría las tecnologías de la información aplicadas al análisis de datos; *las simulaciones*, considerando un método más novedoso y mejor para determinar los mapas aquí presentados, el cual no había sido usado anteriormente en este tipo de análisis: *El método iterativo de Máxima Verosimilitud* [18], y construyendo un mapa *modelo* del mapa observado de la emisión a gran escala, que al hacerles una resta, obtenemos el mapa observado de la emisión a pequeña escala.

Antes de pasar a la metodología y resultados, mencionaremos un poco de información del detector IceCube y de los datos utilizados, para después presentar una síntesis de como se hicieron estos mapas [1], [19]. IceCube es un detector de neutrinos de 1 km³ localizado en el Polo Sur geográfico compuesto de 5160 módulos ópticos a profundidades entre 1450 m y 2450 m debajo de la superficie de la capa de hielo. Este detecta la radiación Cherenkov emitida por partículas cargadas relativistas a medida que se propagan a través del hielo. Más información sobre IceCube se puede ver en [14] y [20].

Hay que tomar en cuenta que aunque HAWC y IceCube son detectores Cherenkov para rayos gamma y neutrinos respectivamente, también pueden ser detectores de rayos cósmicos, si solo se enfocan a detectar la componente de los muones (excluir la de electrones y la detección indirecta de neutrinos) tal como fue descrito en la sección 2.1.

3.2 Sobre los datos

Los datos seleccionados para los mapas aquí presentados (ver detalles en [21]) provienen de 5 años de datos de IceCube recolectados entre mayo de 2011 y mayo de 2016, en su configuración final de 86 cables (IC86), así como 1 año de datos de HAWC recolectados entre abril de 2015 y abril de 2016, en su configuración final de 300 detectores (HAWC-300). Los cortes energéticos fueron a 10 TeV para ambos detectores, y se usaron resoluciones angulares de 2° a 6° y 0.3° a 1.5°, así como tasas de disparo de 2.5 kHz y 25 kHz para IceCube y HAWC respectivamente.

3.3 Metodología

Para hacer los mapas de anisotropía de rayos cósmicos a gran escala y a menor escala, se necesitan usar técnicas y métodos diferentes relacionados a la astronomía convencional. En particular se debe empezar creando 2 tipos de mapas: 1.- El mapa de *datos*, que se hace combinando los datos de HAWC y IceCube y 2. - El mapa de *referencia*, que tiene que ver con la sensibilidad (capacidad de detectar) del detector considerando un flujo isotrópico de rayos cósmicos.

El mapa de datos se construye por medio de las coordenadas locales de cada rayo cósmico que impacta al detector y el tiempo de dicha detección, a base de las cuales se hace una transformación a coordenadas celestes (Ascensión recta, α = dirección Este-Oeste, y declinación, δ = dirección Norte-Sur).

El mapa de referencia, típicamente se produce a base de los mismos datos, pero el tiempo t de detección se aleatoriza dentro de una ventana Δt para borrar la contribución de la anisotropía y a la vez, conservar la sensibilidad angular del detector y las variaciones en aceptación relacionadas a cambios atmosféricos. Por ejemplo, en el caso de HAWC, el campo de visión cubre aproximadamente un 15% del cielo instantáneamente, pero durante un periodo de 24 horas el detector cubre 64% del cielo.

Durante este periodo de 24 horas puede haber variaciones en la sensibilidad del detector debido a efectos atmosféricos, por lo cual, se puede producir una subestimación o sobreestimación del nivel de referencia isotrópico. Por esta razón, estos métodos de integración de tiempo pueden atenuar las estructuras a gran escala y deben de tomarse en cuenta. Una vez que los mapas de datos y de referencia han sido construidos, éstos se comparan para determinar si existe alguna anisotropía en coordenadas siderales. Esta comparación se lleva a cabo mediante la construcción de otros dos tipos de mapas: un mapa de *intensidad relativa*, y un mapa de *significancia estadística*.

La intensidad relativa en función de las coordenadas ecuatoriales (α, δ) se calcula dividiendo el cielo en una cuadrícula de igual área con un tamaño de compartimento de 0.9 utilizando el software de HEALPix (Hierarchical Equal Area iso-Latitude pixellation of the sphere) [22]. La intensidad relativa mide la amplitud de las desviaciones sobre la expectativa de isotropía en cada pixel i .

Los valores de cada pixel, i en el mapa de intensidad relativa se calculan mediante la ecuación:

$$\delta I_i = \frac{\Delta N_i}{\langle N \rangle_i} = \frac{(N_i - \langle N_i \rangle)}{\langle N_i \rangle} \quad (1)$$

donde N_i y $\langle N_i \rangle$ son el número de sucesos en i del mapa de datos y el mapa de referencia respectivamente, obtenidos de aplicar el método de máxima verosimilitud (ver ecuación 3). La incertidumbre estadística sobre I sería :

$$\sigma_{\delta I} = \frac{N_i}{\langle N \rangle_i} \sqrt{\frac{1}{N_i} + \frac{\alpha}{\langle N \rangle_i}} \quad (2)$$

donde $\alpha = 1 / n$, para n muestras de los datos durante el proceso de integración.

Los mapas de significancia son muy importantes en este tipo de estudios porque nos permiten estimar la importancia del exceso y déficit de rayos cósmicos en diferentes regiones del cielo y distinguir entre efectos reales y variaciones que pueden surgir a base de fluctuaciones estadísticas del fondo.

La significancia estadística en este caso se puede calcular utilizando el método de Li & Ma [23], el cual es ampliamente utilizado en la astronomía de rayos gamma, y toma en cuenta las fluctuaciones estadísticas de los datos y las cuentas de referencia. Es decir, la significancia s por pixel i se da por medio de la expresión:

$$s_i = \sqrt{2} \left\{ N_i \log \left[\frac{1+\alpha}{\alpha} \left(\frac{N_i}{N_i+N_0} \right) \right] + N_0 \log \left[\left(1 + \alpha \right) \frac{N_0}{N_i+N_0} \right] \right\}^{0.5} \quad (3)$$

con $N_0 = \langle N_i \rangle / \alpha$

En el análisis conjunto de IceCube y HAWC el método de verosimilitud más sofisticado permite además recuperar la amplitud total de las anisotropías a gran escala proyectadas sobre el plano ecuatorial. El máximo de la verosimilitud como función de intensidad relativa I , fondo isotrópico N y aceptación del detector A_i es

$$L(n|I, N, A) = \prod_{\tau i} \frac{(\mu_{\tau i})^{n_{\tau i}} e^{-\mu_{\tau i}}}{n_{\tau i}!} \quad (4)$$

donde el número anticipado de rayos cósmicos (n) en el píxel i durante el período Δt_{τ} es $\mu_{\tau i} = I_{\tau} A_i N_{\tau}$. Esto nos permite resolver la ecuación iterativamente para encontrar los valores de I , N y A . Los mapas resultantes de intensidad relativa y significancia estadística obtenidos a base de este método se muestra en la Figura 6.3.

Ahora bien, como tenemos que estudiar anisotropías a gran y pequeña escala, un análisis armónico en coordenadas esféricas nos permite detectar la presencia de estructuras a diferentes escalas angulares. El espectro de potencia angular indica la existencia de estructuras de pequeña escala, pero con menor amplitud que no son necesariamente visibles en la Figura 6.3.

El espectro de potencia indica qué momentos multipolares $l = (0, 1, 2, \dots)$ en la expansión armónica de coordenadas esféricas contribuyen significativamente a la distribución de direcciones de llegada. Para observar las correlaciones entre los píxeles en varias escalas angulares, se calcula el espectro de potencia angular del mapa de intensidad relativa. La intensidad relativa puede ser tratada como un campo escalar expandido en términos de una base armónica esférica:

$$\delta I(u_i) = \sum_{l=1}^{\infty} \sum_{m=-l}^l a_{lm} Y_{lm}(u_i) \quad (5)$$

$$a_{lm} \sim \Omega_p \sum_{i=0}^{N_{pix}} \delta I(u_i) Y_{lm}^{asterix}(u_i) \quad (6)$$

donde Y_{lm} son las armónicas esféricas Laplace, y “asterix” indica complejo conjugado, los a_{lm} son los coeficientes multipolares de la expansión, Ω_p es el ángulo sólido observado por cada píxel (de tamaño constante a través de la esfera), $u_i = (\alpha_i, \delta_i)$ es el vector direccional asociado al píxel con índice i , y N_{pix} es el número total de píxeles en el mapa del cielo.

Como el espectro de potencia angular del campo de intensidad relativa se define como la varianza multipolar de los coeficientes a_{lm} , tenemos que:

$$c_l = \frac{1}{2l+1} \sum_{m=-l}^l |a_{lm}|^2 \quad (7)$$

La Figura 3.2 muestra el espectro de potencia angular resultado de los datos combinados de HAWC y IceCube.

Finalmente, para revelar estas estructuras en un mapa, podemos hacer un ajuste multipolar del dipolo, cuadrupolo y octopolo (correspondientes a escalas de 180, 90 y 45 respectivamente) sobre el mapa de anisotropía a gran escala y restarlo al mismo mapa. Es decir, extraemos el dipolo, cuadrupolo y octopolo haciendo un ajuste del mapa de intensidad relativa por medio de un desarrollo multipolar de la distribución relativa de cuentas en términos de funciones armónicas esféricas con valores reales y que siguen una convención de normalización de uso general en el campo del fondo cósmico de microondas (Cosmic Microwave Background [24]):

$$\begin{aligned} \delta I(\alpha, \delta) = & m_0 + p_x \cos(\delta) \cos(\alpha) + p_y \cos(\delta) \sin(\alpha) + p_z \sin(\delta) \\ & + 0.5 Q_1 (3 \cos^2 \delta - 1) + Q_2 \sin 2\delta \cos \alpha + Q_3 \sin 2\delta \sin \alpha + Q_4 \cos^2 \delta \cos 2\alpha \\ & + Q_5 \cos^2 \delta \sin 2\alpha \end{aligned} \quad (8)$$

donde m_0 es el momento del monopolio de la distribución, y corresponde a un desplazamiento de los datos arriba de cero. Los valores de (p_x, p_y, p_z) son los componentes del momento dipolar y las cantidades (Q_1, \dots, Q_5) son los cinco componentes independientes del momento cuadrupolar.

Generando este ajuste mutipolar junto con la correspondiente intensidad relativa, obtenemos el mapa modelo mostrado en la Figura 6.3a. Luego de restar este mapa al mapa en la Figura 6.3 (anisotropía a gran escala), obtenemos el mapa de intensidad relativa a pequeña y mediana escala, el cual es presentado en la Figura 6.3b, con su respectivo mapa de significancia mostrado en la Figura 6.3c. Este último mapa se obtuvo al aproximar la intensidad relativa a primer orden como:

$$I = \frac{N_{on}}{\alpha N_{off}} \quad (9)$$

donde N_{on} es el número de sucesos en la región de interés y N_{off} el número de sucesos en la región referencia en el mapa de estimación de fondo. El factor α corresponde a la exposición relativa $\alpha = E_{on}/E_{off}$, donde E_{on} y E_{off} corresponderían a las respectivas las exposiciones. Si la anisotropía δI , es pequeña como en nuestro caso, la significancia estadística correspondiente se puede aproximar por medio de la ecuación 10:

$$s = \sqrt{\frac{N_{on}}{1+\alpha}} \delta I \quad (10)$$

3.4 Resultados

El mapa del cielo en rayos cósmicos a gran escala y con una energía promedio de 10 TeV derivado de las ecuaciones (1), (3), y (4) para la intensidad relativa y la significancia se muestra en la Figura 6.3. Aquí se puede ver que la distribución de los rayos cósmicos es anisotrópica y se junta la emisión en regiones bien definidas. Es decir, el cielo en rayos cósmicos no es isotrópico.

El espectro de potencia obtenido de las ecuaciones (5), (6), y (7) se muestra en la Figura 6.4. La estructura de gran escala corresponde al pico en los valores más bajos de la izquierda, mientras que las estructuras más pequeñas se puede observar con menor potencia por encima de la banda gris a escalas angulares entre 15° y 35° . Los puntos rojos corresponden al espectro de potencia que resulta después de sustraer un ajuste a las características de gran escala ($l = \{1,2,3\}$). El espectro de potencia angular indica la existencia estructuras de pequeña escala, pero con menor amplitud que no son necesariamente visibles en la Figura 6.3. Esto nos conlleva a modelar los datos para hacer una sustracción de estas estructuras a gran escala y realzar las estructuras a menor escalas embebidas.

Figura 6.3 Mapa actual e inédito del cielo en rayos cósmicos a energías medias de 10 TeV combinando datos de IceCube (IC86) y HAWC (HAWC 300). Mapa de intensidad relativa a la izquierda, y de significancia a la derecha. Fuente: Juan Carlos Díaz-Vélez [19]

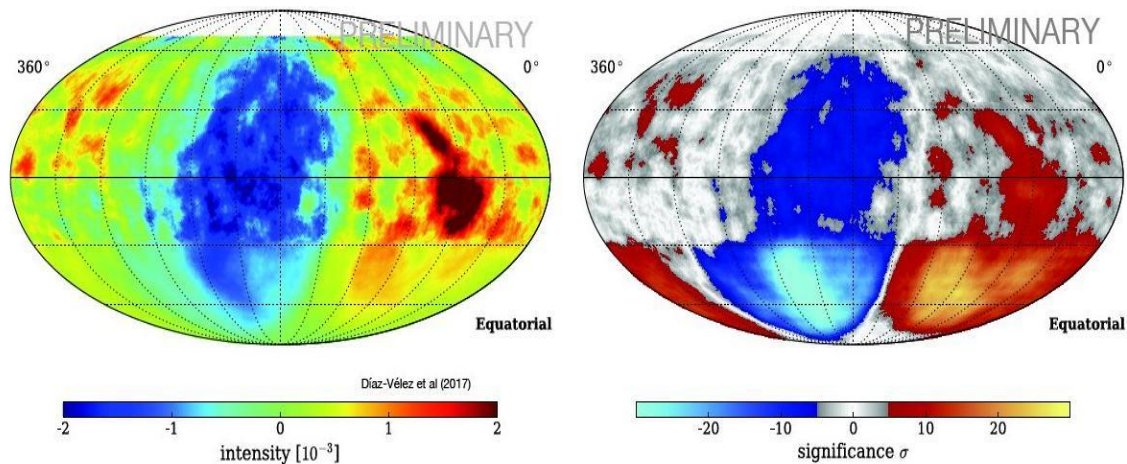
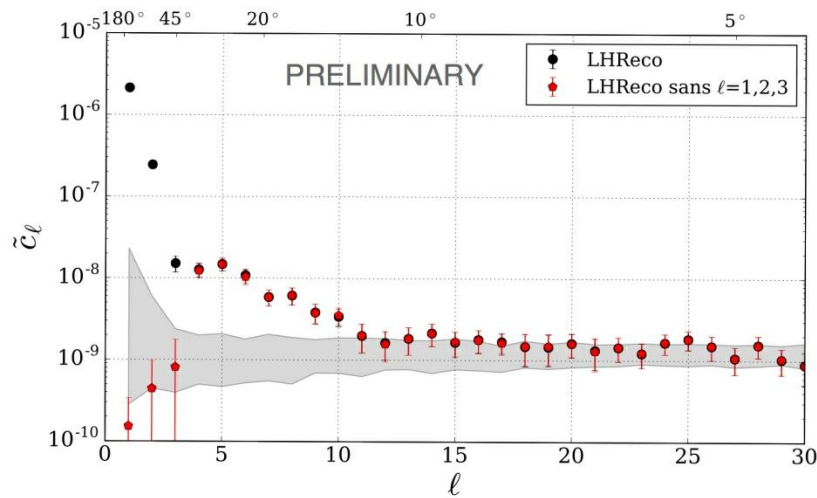
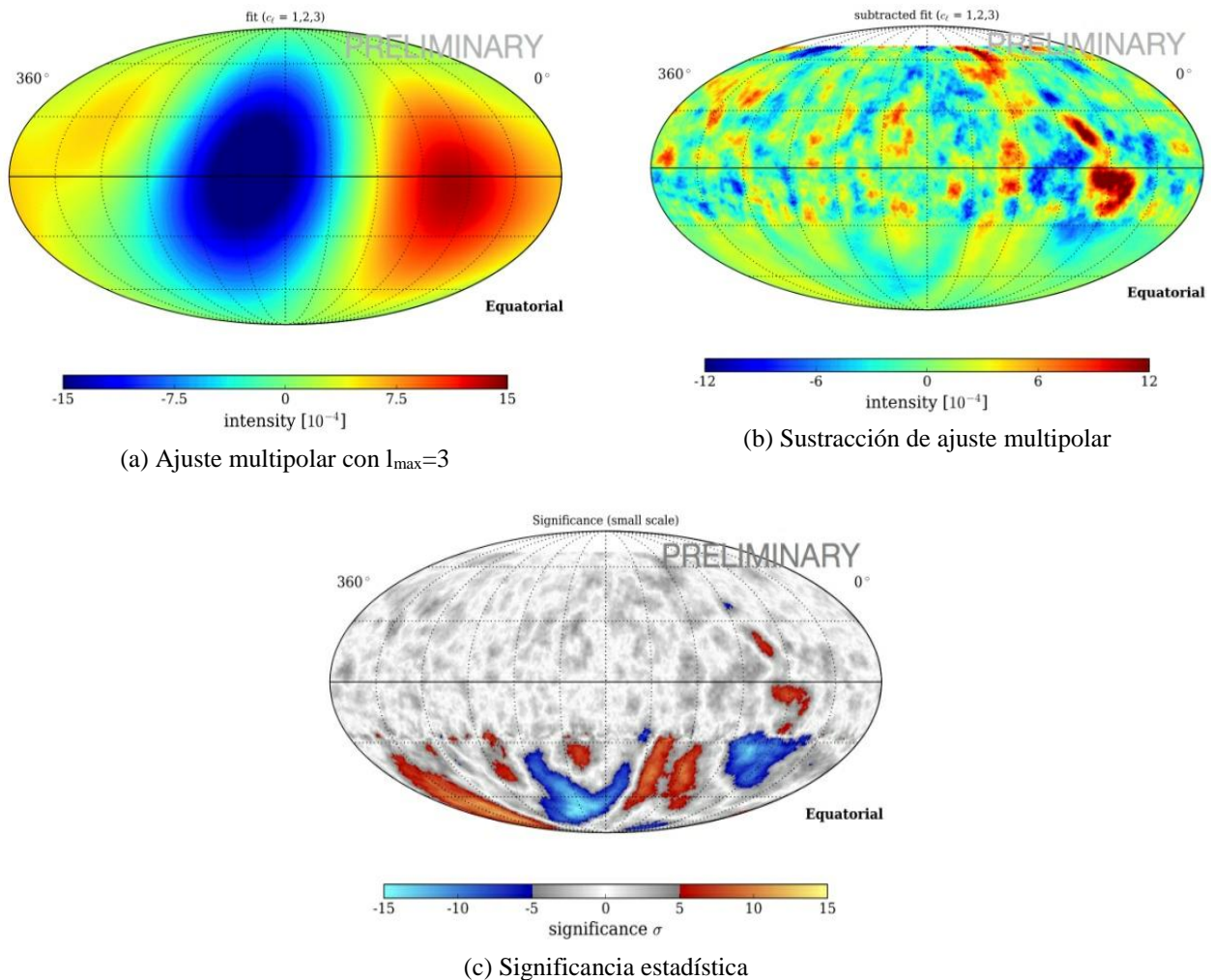


Figura 6.4 Espectro de potencia angular de la anisotropía de rayos cósmicos. Los puntos rojos corresponden al espectro de potencia angular después de restar la anisotropía de gran escala. La banda gris corresponde a la incertidumbre correspondiente a un mapa isotrópico. Fuente: Juan Carlos Díaz-Vélez [19]



El mapa modelo de la emisión a gran escala obtenido de la ecuación (8) se muestra en la Figura 6.5a. Al sustraer este mapa al de intensidad relativa de la Figura 6.5, se obtienen los mapas de intensidad relativa y significancia que muestran las anisotropías a menor escala. Ambos mapas se muestran en la Figura 6.5b y 6.5c respectivamente. La significancia de la Figura 6.5c se obtuvo de las ecuaciones (9) y (10).

Figura 6.5 a) Mapa modelo de la emisión a gran escala presentada en la Figura 6.3 (izquierda). Mapa que muestra la anisotropía de rayos cósmicos a menor escala en unidades de intensidad relativa b) y en significancias c). El mapa en b) se obtiene de sustraer el mapa en a) a la Figura 6.3 (izquierda). Fuente: Juan Carlos Díaz-Vélez [19]



3.5 Discusión

Desde inicios del siglo XXI, varios experimentos en el hemisferio norte, y IceCube en el hemisferio sur han medido y mostrado la existencia de una anisotropía de la emisión de rayos cósmicos a gran escala a un nivel de 10^{-3} y estructuras a pequeña escala con una amplitud de 10^{-4} y tamaño angular de 10° a 30° . Aunque nuestro análisis está de acuerdo con estos trabajos, y hemos mostrado que la anisotropía observada a gran escala es parte de una sola estructura gigante que cubre ambos hemisferios celestes, no es claro aún cual es el mecanismo que produce estas anisotropías. Aunque la propagación difusa de la distribución de fuentes de rayos cósmicos [25], efectos de propagación en el campo magnético del medio interestelar [26], y efectos hemisféricos [27] han sido sugeridos como razones de este comportamiento, el escenario que produce esta anisotropía aún no está claro. Aunque [1] no favorece ningún modelo (ver también [19]) y un estudio más asertivo se sale del propósito de este trabajo, mencionaremos, como estado del arte actual, qué es lo que creemos produce estas anisotropías como una combinación de estos efectos, que posiblemente formen parte de una secuencia de procesos.

La distribución de fuentes de rayos cósmicos en la Galaxia y su propagación difusa producen un gradiente dipolar en rayos cósmicos. Sobre esta distribución dipolar se suma otra contribución dipolar independiente de energía producida por el efecto Compton-Getting, es decir, un dipolo aparente debido al movimiento del sistema solar dentro de la Galaxia y el entorno local, que afecta sobre la intensidad de rayos cósmicos [28]. A menores distancias, la turbulencia en el campo magnético produce variaciones de menor escala angular debido a efectos de dispersión estocástica. El campo magnético interestelar local y la interacción de éste con la heliosfera pueden afectar las direcciones de los rayos cósmicos y actuar como un *lente magnético*. La estructura magnética de la heliosfera en la frontera con el medio interestelar donde hay posiblemente un grado alto de turbulencia magnética puede producir variaciones de pequeña escala adicionales.

3.6 Conclusiones

El análisis de cinco años de datos tomados con el detector de IceCube y 2 años de HAWC revela una anisotropía en la distribución de la dirección de llegada de rayos cósmicos de 10 TeV que se extiende a través de ambos hemisferios. El análisis aquí usado, es más robusto que los anteriores, porque se ha utilizado un método iterativo de reconstrucción de máxima verosimilitud, con el cual, se ajustan simultáneamente la anisotropía de rayos cósmicos y la aceptación de los detectores. El método no se basa en simulaciones de detector y proporciona una reconstrucción de la anisotropía óptima y la recuperación de la anisotropía dipolar para los observatorios situados en las latitudes medias tales como HAWC. En particular, la anisotropía dipolar sólo puede observarse como una proyección sobre el ecuador celeste.

Los detectores Cherenkov de Agua son excelentes instrumentos para hacer estudios de monitoreo del cielo, así como de detección de estructuras a gran escala. Además de tener alta sensibilidad, no hay duda que seguirán siendo usados para realizar estudios de Astropartículas, siendo mejorados con el tiempo, y con ellos se impactara en la astronomía de Multi-mensajeros probando la Física fundamental y seguramente generándole una revolución (e.g., [29], [30], [31]).

4 Agradecimientos

E de la Fuente agradece el apoyo recibido por diferentes instancias de la Universidad de Guadalajara como el CUCEI, el doctorado en tecnologías de la información del CUCEA, y a la Coordinación General de Cooperación e Internacionalización. J.C. Díaz-Vélez agradece al CUValles y varias autoridades, así como al WIPAC-UW por diferentes apoyos durante sus estudios de doctorado. Ambos autores agradecen el apoyo y enseñanzas de Stefan Westerhoff (QEPD), cuyas aportaciones han contribuido a fortalecer a los grupo de Astropartículas en Jalisco. El respectivo grupo de colaboración de HAWC, agradece a este Laboratorio Nacional por los apoyos recibidos a través de los proyectos de Laboratorios Nacionales de CONACyT, el cual ha fortalecimiento la colaboración entre las instituciones como la BUAP (Puebla), U de G (Jalisco), UAEH, y UPP (Hidalgo), así como entre la U de G y UW (Madison).

5 Referencias

- [1] J. C. Díaz-Vélez, (2018). Anisotropía de Rayos Cósmicos a Energías de 10 TeV con los Detectores IceCube y HAWC, *Tesis Doctoral (PhD thesis), Centro Universitario de los Valles, Universidad de Guadalajara*.
- [2] The Icecube Collaboration, The HAWC Collaboration, (2018). All-Sky Measurement of the Anisotropy of Cosmic Rays at 10 TeV and Mapping of the Local Interstellar Magnetic Field, *Astrophysical Journal, to be submitted*.
- [3] Mayers, J. D., Newman, P., & McEnery, J., (2017). *NASA-Fermi Gamma-ray Space Telescope*. Retrieved from <https://fermi.gsfc.nasa.gov/>
- [4] Wolchover, N. (2015). The Particle That Broke a Cosmic Speed Limit. *Quanta Magazine*, (<https://www.quantamagazine.org/ultrahigh-energy-cosmic-rays-traced-to-hotspot-20150514/>).
- [5] Dubner, G., (2017). *New View of the Crab Nebula*. Retrieved from <https://www.nasa.gov/sites/default/files/thumbnails/image/stscihp1721af5290x5290.png>
- [6] Schroedter, M., (2012). Particle showers produced in Earth's atmosphere by gamma-ray, proton, and carbon-13. Retrieved from <https://www.youtube.com/watch?v=j-BBzWIOai0>
- [7] Gupta, S. K., et al., (2017). GRAPES-3 Experiment. Retrieved from <http://grapes-3.tifr.res.in/index.html>
- [8] Callahan, J., Thomson, G., & Vasiloff, G., (2017). *The Telescope Array Project*. Retrieved from <http://www.telescopearray.org/>
- [9] The MAGIC Collaboration, (2017). *The MAGIC Telescopes*. Retrieved from <https://magic.mpp.mpg.de/maintenance/>
- [10] The VERITAS Collaboration, (2017). *VERITAS: Very Energetic Radiation Imaging Telescope Array System*. Retrieved from <https://veritas.sao.arizona.edu/>
- [11] de Naurois, M., Panter, M., & van Eldik, C., (2017). *H.E.S.S. High Energy Stereoscopic System*. Retrieved from <https://www.mpi-hd.mpg.de/hfm/HESS/>
- [12] The AUGER Collaboration, (2017). *Pierre Auger Observatory*. Retrieved from <https://www.auger.org/>
- [13] The HAWC Collaboration, (2017). *HAWC: The High-Altitude Water Cherenkov Gamma-Ray Observatory*. Retrieved from <https://www.hawc-observatory.org/>
- [14] The ICECUBE Collaboration, (2017). *ICECUBE: South Pole Neutrino Observatory*. Retrieved from <http://icecube.wisc.edu/>
- [15] The HAWC Collaboration (2015, August). HAWC Contributions to the 34th International Cosmic Ray Conference (ICRC 2015). *Proceedings of Science, I* (1), arxiv: 1508.03327v2 (<https://arxiv.org/abs/1508.03327v2>)
- [16] The HAWC Collaboration (2017, August). HAWC Contributions to the 35th International Cosmic Ray Conference (ICRC 2015). *Proceedings of Science, I* (1), arxiv: 1708.02572v2 (<https://arxiv.org/abs/1708.02572v2>)
- [17] Allison, J. et al., (2016, November). Recent developments in GEANT4. *Nuclear Instruments and Methods in Physics Research A*, 835(1), 186-225. doi: 10.1016/j.nima.2016.06.125

- [18] M. Ahlers, S. Y. BenZvi, P. Desiati, J. C. Díaz-Vélez, D.W. Fiorino, and S. Westerhoff., (2016, May). A new maximum-likelihood technique for reconstructing cosmic-ray anisotropy at all angular scales. *The Astrophysical Journal*, 823(1), 1-10. doi:10.3847/0004-637X/823/1/10
- [19] J. C. Díaz-Vélez, M. Ahlers. P. Desiati, & D. Fiorino (2017). Combined Analysis of Cosmic-Ray Anisotropy with IceCube and HAWC, *Proceedings of Science, 35th International Cosmic Ray Conference, Busan, Korea*, 539. [SEP]
- [20] The IceCube Collaboration, (2010, May). Calibration and Characterization of the IceCube Photomultiplier Tube, *Nucl. Instrum. Meth. A*, 618 (1-3) 139–152. doi:10.1016/j.nima.2010.03.102
- [21] IceCube, HAWC Collaboration, J. C. Díaz-Vélez, et al., (2017, August). Combined Analysis of Cosmic-Ray Anisotropy with IceCube and HAWC, in Proceedings, 35th International Cosmic Ray Conference (ICRC 2017), *Proceedings of Science*, 1(1), arXiv:1708.03005. [SEP]
- [22] K. M. Górski, E. Hivon, A. J. Banday, B. D. Wandelt, F. K. Hansen, M. Reinecke, and M. Bartelmann, (2005, Apr). HEALPix: A Framework for High-Resolution Discretization and Fast Analysis of Data Distributed on the Sphere. *Astrophysical Journal*, 622 (1) 759–771. doi:[SEP]10.1086/427976
- [23] T.-P. Li and Y.-Q. Ma. (1983, September). Analysis methods for results in gamma-ray astronomy. *Astrophysical. Journal.*, 272(1), 317–324. doi:10.1086/161295
- [24] G. F. Smoot and P. M. Lubin, (1979, December). Southern Hemisphere Measurements of the Anisotropy in the Cosmic Microwave Background Radiation, *Astrophysical Journal*. 234 (1), L83–L86. [SEP]doi: 10.1086/183114
- [25] P. Mertsch and S. Funk, (2015, November). Solution to the Cosmic Ray Anisotropy Problem, *ASTRA Proceedings*. 2(1), 51-55. doi: 10.5194/ap-2-51-2015
- [26] López-Barquero, R. Farber, S. Xu, P. Desiati, and A. Lazarian, (2016, October). Cosmic Ray Small Scale Anisotropies and Local Turbulent Magnetic Fields. *The Astrophysical Journal*, 830(1), 1-19. (arXiv:1509.00892).
- [27] A. Lazarian and P. Desiati, Magnetic reconnection as the cause of cosmic ray excess from the heliospheric tail. *The Astrophysical Journal*, 722 (1) 188–196. doi:10.1088/0004-637X/722/1/188
- [28] A. H. Compton and I. A. Getting, (June, 1935). An Apparent Effect of Galactic Rotation on the Intensity of Cosmic Rays, *Physical Review* 47(1), 817–821. doi: 10.1103/PhysRev.47.817
- [29] B. P. Abbott et al. (2016). Observation of Gravitational Waves from a Binary Black Hole Merger, *Physical Review Letters*, 116, 061102-1–061102-16. doi: 10.1103/PhysRevLett.116.061102 (*Descubrimiento formal de las Ondas Gravitacionales; el nacimiento*).
- [30] B. P. Abbott et al. (2017). Multi-messenger Observations of a Binary Neutron Star Merger, *Astrophysical Journal Letters*, 848(2), 1–59. doi: 10.3847/2041-8213/aa91c9 (*primer trabajo observacional de Astronomía de Multimensajeros; el inicio*).
- [31] The IceCube Collaboration, Fermi-LAT, MAGIC, AGILE, ASAS-SN, HAWC, H.E.S.S., INTEGRAL, Kanata, Kiso, Kapteyn, Liverpool Telescope, Subaru, Swift/NuSTAR, VERITAS, VLA/17B-403 teams (2018). Multimessenger observations of a flaring blazar coincident with high-energy neutrino IceCube-170922A, *Science*, 361, 146–155. doi: 10.1126/science.aat1378 (*detección formal de la primera fuente extragaláctica de neutrinos y rayos cósmicos; un blazar, el parteaguas*).